第 64 卷 第 4 期 天 文 学 报 Vol. 64 No. 4
2023 年 7 月 ACTA ASTRONOMICA SINICA Jul., 2023

doi: 10.15940/j.cnki.0001-5245.2023.04.009

天体运动的轨道偏心率研究概述—从恒星系统到行星系统*

辛科霆[1,2] 安东升[1,2] 谢基伟[1,2†] 周济林[1,2]

(1 南京大学天文与空间科学学院 南京 210023)
(2 现代天文与天体物理教育部重点实验室 南京 210023)

摘要 偏心率是描述天体运动轨道的重要参数之一, 能够为揭示天体的动力学演化提供重要线索, 进而帮助理解天体形成与演化的过程及背后的物理机制. 随着天文观测技术的不断发展, 人们对于天体运动轨道的研究已经走出太阳系, 包含的系统也从大质量端的恒星系统延伸到了低质量端的行星系统. 聚焦天体轨道偏心率研究, 回顾了目前在恒星系统(包括主序恒星、褐矮星以及致密星)和行星系统(包括太阳系外巨行星以及“超级地球”、“亚海王星”等小质量系外行星)方面取得的进展, 总结了不同尺度结构下偏心率研究的一些共同之处和待解决的问题. 并结合当下和未来的相关天文观测设备和项目, 对未来天体轨道偏心率方面的研究工作进行了展望.

关键词 行星和卫星: 形成, 行星和卫星: 探测, 双星系统, 行星系统, 轨道偏心率

中图分类号: P139; **文献标识码**: A

1 引言

著名的开普勒第一定律告诉我们, 太阳系内行星围绕太阳的轨道都是椭圆, 并且太阳位于椭圆的一个焦点上. 而椭圆的轨道偏心率e—焦距与半长径的比值则表征了其轨道的“椭率”. 偏心率为0的轨道为一个完美的正圆形, 而偏心率越接近1的轨道形状则越“扁” (越偏离圆形). 对于太阳系内的八大行星, 除了轨道周期P最短的水星($e = 0.206$)外, 其他行星的轨道均为近圆轨道($e < 0.1$, 平均轨道偏心率约为0.04). 太阳系内行星轨道偏心率普遍较低的特征, 成为了当前各种流行的太阳系形成理论模型如: 长期轨道共振[1–4]、尼斯模型(Nice model)[5–8]和大回转模型(Grand Tack model)[9]等的基本设定之一. 而水星的高轨道偏心率也催生了一系列研究太阳系内行星动力学演化过程的理论, 诸如“大碰撞”理论[10–11]以及其与太阳系内其他行星(如木星)的长期相互作用理论[12–16]等.

早在1827年, Félix Savary便通过计算得到了第1个完整的双星系统—大熊座Xi的轨道, 并且发现该轨道为椭圆, 证实了牛顿力学与开普勒定律同样适用于太阳系外的系统[17]. 此后, 关于双星系统轨道偏心率的研究进展迅速, 其中天文学家们对包括主序星、脉冲星以及褐矮星在内的各类双星系统都进行了许多研究, 也取得了不少重要的成果. 然而, 受制于观测技术的精度, 上个世纪初人们唯一能够获取精确轨道数据的行星系统只有我们所在的太阳系. 直到1995年, 第1颗主序恒星周围的系外行星飞马座51b被Mayor和Queloz发现[18]. 从那以后, 人们才逐渐观测到越来越多的太阳系外行星

2022-06-09收到原稿, 2022-06-29收到修改稿

*国家自然科学基金项目(11933001)、国家重点研发计划项目(2019YFA0405100)、江苏省杰出青年基金项目(BK20190005)资助

†jwxie@nju.edu.cn

系统并对它们的轨道偏心率进行了研究. 接下来, 本文将从恒星和行星两个不同尺度的系统来简要回顾和总结轨道偏心率的研究进展.

2 恒星系统的轨道偏心率研究

在太阳系之外, 双恒星系统是非常常见的. 现有的恒星形成理论一般认为恒星系统更容易以双星甚至多星的形式形成[19][20]118. 本节将主要介绍双星系统的轨道偏心率测量方法及其偏心率分布的相关研究概况.

2.1 恒星系统轨道偏心率的测量方法

双星系统大致可以分为以下4类: 目视双星、分光双星、掩食双星以及天测双星. 这几种双星系统也大致对应了其相应的观测方法: 目视双星一般指主星以及伴星之间相隔较远, 可以直接被望远镜分辨出来的双星系统; 而分光双星指的是通过观测其光谱谱线位置变化所发现的双星系统; 掩食双星指的是系统轨道倾角在90°附近(轨道平面法线大致垂直于视线方向)的双星系统, 其主星以及伴星会周期性地发生掩食而导致亮度变化; 天测双星则指通过探测主星在天球切面上产生的位置变化(由伴星引力摄动导致)进而证认的双星系统. 这4种系统之间可以有相交的部分, 即有的双星系统可以同时使用多种方法进行探测. 而本小节将介绍在各种探测方法中如何获取双星系统的轨道偏心率.

2.1.1 直接成像法

该方法更多地用于目视双星系统. 由于目视双星系统中主星以及伴星的距离较远, 因而可以被望远镜直接分辨出来. 而通过对目视双星系统的直接成像, 我们就可以得到伴星(光度更暗的恒星)相对于主星(光度更亮的恒星)的运动轨迹. 该运动轨迹称为目视椭圆, 是恒星系统真实运动轨迹在天球切面上的投影. 而根据目视椭圆以及椭圆上每一个点的观测时间, 我们就可以通过开普勒定律以及牛顿力学计算出恒星系统的包括偏心率在内的各轨道根数[21].

2.1.2 光谱学方法

双星系统中的两个恒星的运动可以简单地看做两质点围绕公共质心的二体运动, 因而恒星相对于地球的位置会有一个周期性的变化. 只要双星系统的轨道平面不是垂直于视线方向, 恒星围绕质心的运动速度总会有一个沿视线方向的分量, 即视向速度. 视向速度大小表征了恒星远离或者靠近我们的快慢, 当恒星靠近观测者时, 由于多普勒效应, 其光谱谱线将会发生蓝移(频率升高); 当恒星远离观测者时, 其谱线则会发生红移(频率降低). 通过该方法观测到的双星系统则称为分光双星. 通过拟合分光双星的视向速度曲线, 我们就可以得到双星系统的轨道偏心率[20]79.

2.1.3 测光方法

若双星系统的轨道平面法线垂直于视线方向, 即系统的轨道倾角在90°附近时, 我们就可以观测到双星系统内主星以及伴星的相互掩食. 而这样的掩食会导致系统的亮度周期性下降, 其中下降更大的一次掩食称为主掩, 较小的一次则称为次掩. 通过持续观测系统的亮度变化, 我们就可以得到双星系统的光变曲线. 通过该方法观测的双星系统称之为掩食双星. 而通过对掩食双星系统光变曲线的拟合, 我们就可以获得系统的轨道偏心率[22–25].

2.1.4 天体测量方法

天体测量方法是另外一种检测恒星相对于其系统公共质心运动的方法. 与光谱学方法不同(视线方向, 垂直于天球切面), 该方法测量的是恒星投影在天球切面上的运动(横向运动), 与直接成像法类似. 但天体测量方法测量的是主星相对于系统公共质心的运动, 因而即使在系统内伴星较暗无法被观测到的情况下也可以使用. 通过对主星运动的测量, 我们就可以获得系统的轨道偏心率[26]. 著名的哈勃太空望远镜(Hubble Space Telescope, HST)以及Gaia太空望远镜都能够进行这样的测量.

2.1.5 脉冲星计时法

脉冲星计时法针对的是存在着高速自转中子星的双星系统. 高速自转的中子星会连续不断地发射周期性电磁脉冲信号. 而双星系统内脉冲星相对于质心的运动导致了其相对于地球位置的周期性变化, 由于光速恒定, 该距离变化会导致其发射的脉冲信号到达地球的时间发生变化. 而通过对于该时间残差的拟合, 我们就可以得到其偏心率[27–29].

2.2 主序双星系统

天文学家们对于双星系统的轨道偏心率的研究早期受限于严重的样本选择效应[30–31], 但随着天文观测技术的不断发展, 对双星系统的轨道偏心率分布逐渐有了系统性的研究, 并且产生了清晰且一致的研究结果[32–40].

2.2.1 偏心率分布

早在1937年, Ambartsumian[41]就提出双星系统在经过充分的动力学演化之后, 应该会达到一个能量均分的状态. 在该状态下, 双星系统的轨道偏心率将会趋向于麦克斯韦热力学分布. 即, 若以$P_e \sim e^\eta$表示双星轨道偏心率的概率密度函数(Probability Density Function, PDF), 则有$P_e = 2e$. 也就是说服从麦克斯韦热力学分布的双星系统其$\eta \sim 1$[42–44]. 然而, 对于短周期的双星系统, 由于受到较强的引力潮汐作用, 其轨道偏心率应普遍为较小的数值, 因而偏心率分布对应于较小的η值. 例如对于轨道周期小于10 d的类太阳双星有$\eta = -0.8$[45]. 然而即便对于受引力潮汐作用不太明显的中长周期(大于100 d)的类太阳双星系统, 其轨道偏心率分布依然更趋于均匀分布($\eta \sim 0$), 而非热力学分布[39, 45], 如图1所示. 图1中展示了不同轨道周期(图中的$\log P$即$\lg(P/\mathrm{d})$)的类太阳双星系统的偏心率分布, 其中横坐标为相对偏心率($e/e_{\max}$), 纵坐标为相对偏心率所对应的累积分布函数(cumulative distribution function, CDF)值. 其中[45]:

$$e_{\max} = 1 - \left(\frac{P}{2\,\mathrm{d}}\right)^{-\frac{2}{3}}, \quad P > 2\,\mathrm{d} \qquad (1)$$

为双星系统的轨道周期处所对应的最大偏心率. 该式的含义为: 双星系统的最小轨道周期为2 d, 当轨道周期刚好为2 d时, 该系统的轨道偏心率正好为0. 图中还以黑色点线标注出了η分别为-1, 0 (均匀分布)以及1 (热力学分布)所对应的偏心率分布, 可以看到, 不同周期的双星系统的偏心率分布(图中以不同颜色的实线表示)都位于$\eta = 1$的分布之上, 且更接近于$\eta = 0$的分布. 这就暗示了此类恒星系统可能经历了一些其他减小轨道偏心率的动力学过程. 而对于轨道周期最小的一组双星(图中的紫色实线), 其偏心率分布则位于$\eta = 0$与$\eta = -1$之间, 其对应η值也最小, 这则是上述所提到的引力潮汐作用的结果.

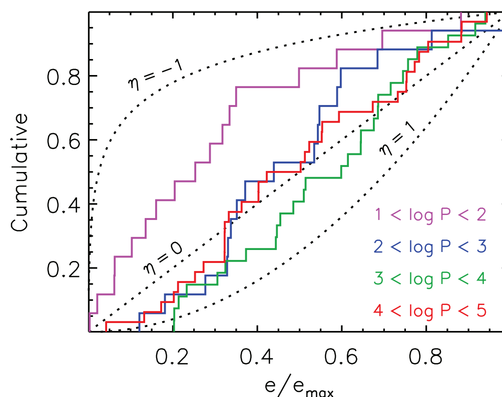


图 1 不同轨道周期的类太阳双星的轨道偏心率分布, 其中$e/e_{\max}$为相对偏心率, 不同颜色的实线表示的是不同轨道周期($\lg(P/\mathrm{d})$)的类太阳双星. 3条点线则分别代表偏心率分布指数$\eta = -1$、0、1的偏心率分布. 本图来自文献[45].

Fig. 1 The eccentricity distributions of solar-like binary stars with different orbital periods, $e/e_{\max}$ stands for relative eccentricity and the solid lines with different colors represent the binary stars with different orbital periods ($\lg(P/\mathrm{d})$). Three dotted lines denote the eccentricity distributions with distribution index $\eta = -1, 0, 1$, respectively. Figure is adopted from Ref. [45].

2.2.2 偏心率与轨道周期关系

早在1936年Finsen等人就对双星的轨道偏心率-周期分布进行了研究, 并发现了双星的轨道平均偏心率与周期呈现正相关[46]. 该分布可以用引力潮汐作用[47–48]很好地解释: 双星的周期越短其所受到的引力潮汐作用就越强, 因而短周期的双星有着更小的轨道偏心率以及更短的观测圆化周期(Circularization Period, CP)[49]. 双星的观测圆化周期是系统年龄的单调函数, 如图2所示. 图2展示了不同年龄的类太阳双星系统的偏心率-周期($\lg(P/\mathrm{d})$)散点图, 其中(a)–(h)子图分别对应不同年龄的双星子样本, 图中平行于横轴的实线对应$e = 0.01$, 而曲线则为图中散点的拟合函数$e(P)$. 曲线与平行线的交点就是上述提到的CP, 即$e(\mathrm{CP}) = 0.01$ (严格来说$e(\mathrm{CP})$应该为0, 但是实际观测中一般会选取一个略大于零的值, 如此处的0.01[49]). 从图中可以看出, 更年老的双星系统有着更大的观

测圆化周期. 这是由于更年老的双星经历了更长时间的引力潮汐作用, 因而潮汐圆化作用使得更长周期系统的轨道偏心率归零[49].

同时, 随着轨道周期的增加, 引力潮汐作用逐渐减弱, 其对于双星系统轨道偏心率的影响也逐渐减小. 如图3所示, 图中展示了中等轨道周期($10^{1.2}$–$10^{2.4}$ d)的类太阳双星的轨道偏心率分布, 其中横坐标为双星的轨道偏心率, 纵坐标为该偏心率对应的CDF值. 红色实线代表年老双星(年龄τ大于30亿年), 而蓝线代表年轻双星(年龄τ小于7亿年). 可以看到, 年老与年轻双星的轨道偏心率-周期分布基本一致[45]. 上述这些针对双星系统轨道偏心率-周期分布的研究, 都为引力潮汐理论提供了重要的观测约束.

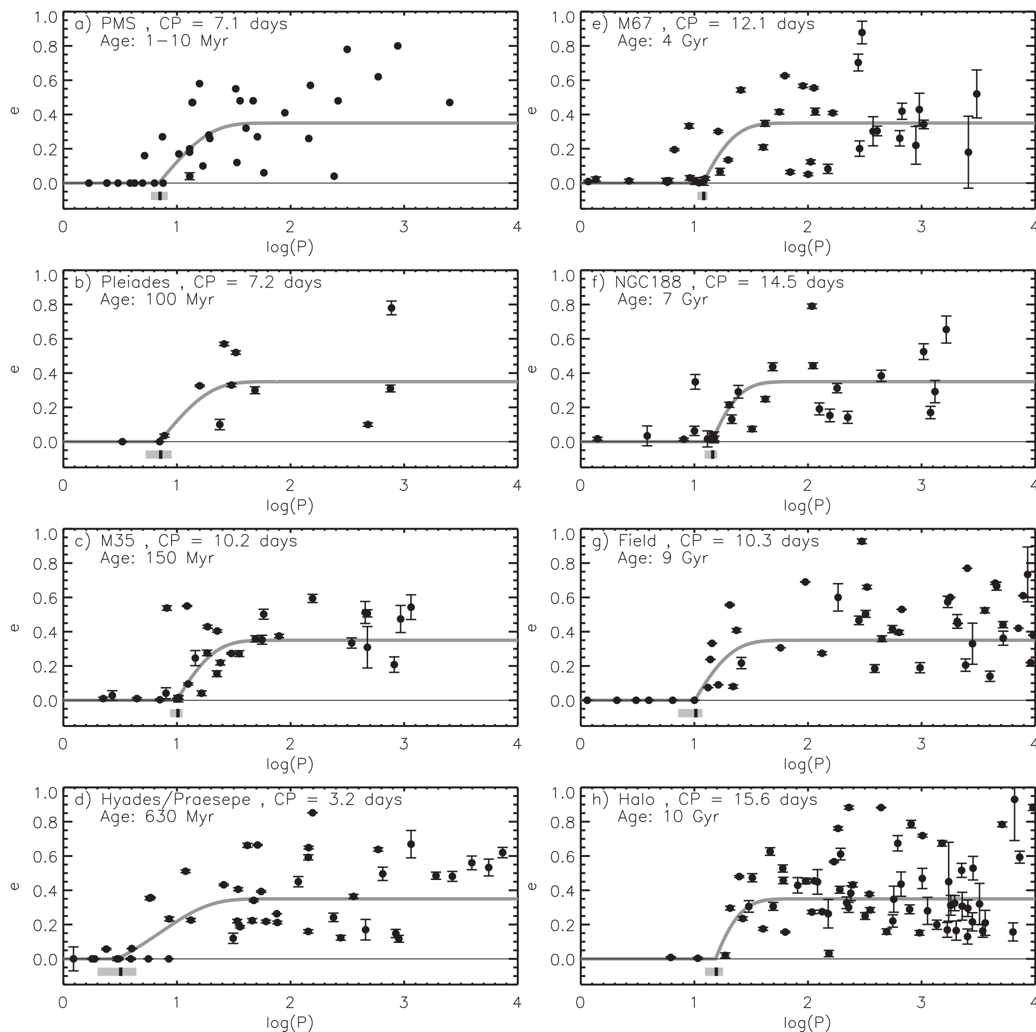


图 2 不同年龄的类太阳双星系统的轨道偏心率-周期(lg(P/d))分布, (a)–(h)表示不同年龄的双星子样本. 左侧为年轻双星系统(年龄数百万至数亿年), 右侧为年老双星系统(年龄数十亿年), 图中标注了每个子样本的CP (d). 本图来自文献[49].

Fig. 2 The e-lg(P/d) distribution of solar-like binary stars with different ages, panels (a)–(h) represent binary star sub-samples with different ages. Left side of the figure represents the young binary stars (with age of a few to hundreds of Myr) and the right side represents the old binary stars (with age of Gyr), the circularization period CP (d) is labeled in each panel. Figure is adopted from Ref. [49].

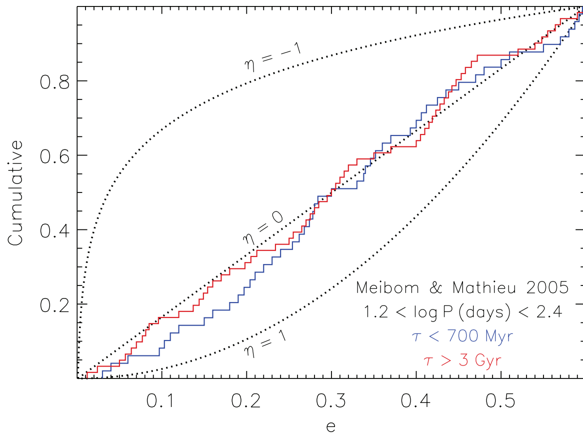


图 3 不同年龄(τ)的中等周期类太阳双星系统的轨道偏心率分布, 本图来自文献[45], 其使用数据来源于文献[49], 已标注于图中. 其中3条点线则分别代表分布指数$\eta = -1$、0、1的偏心率分布.

Fig. 3 The eccentricity distribution of solar-like binary stars in intermediate period with different ages (τ), figure is adopted from Ref. [45], and the data used in this figure are from Ref. [49], which is labeled in the figure. And three dotted lines denote the eccentricity distributions with distribution index $\eta = -1, 0, 1$, respectively.

双星系统的偏心率分布指数η应该随着轨道周期的增加、引力潮汐作用的逐渐减弱, 而逐渐增大并趋向于$\eta = 1$ (麦克斯韦热力学分布). 对于大质量的早型恒星(大于$5M_\odot$)所在的双星系统, 其显然符合这样的规律, 如图4所示. 图4展示了不同类型恒星的偏心率分布指数η在轨道周期$\lg(P/\mathrm{d})$上的分布. 其中红色代表晚型恒星(质量M_1为0.8–$5M_\odot$), 蓝色代表早型恒星(质量$M_1 > 5M_\odot$). 可以看到, 蓝色的点以及点线(拟合函数$\eta(P)$)随着周期的增大逐渐趋向于$\eta = 1$ (热力学分布). 然而, 对于包括类太阳恒星在内的晚型(0.8–$5M_\odot$)双星系统(红色的点以及点线), 其轨道偏心率分布指数η随轨道周期增加到一定数值后便不再增加[40, 45]. 其中晚型双星系统在短周期(轨道周期$10^{1.2}$ d以内)部分与早型双星系统的差异仍然可以用引力潮汐理论解释: 潮汐作用在温度更低的晚型恒星中比早型恒星更加有效[50–52]. 而周期更长时的差异则表明两类恒星经历了不同的动力学演化过程. 例如: 早型双星系统内有3个以上恒星的概率相较于晚型双星系统要更高, 因此早型恒星可能经历了更剧烈的动力学演化过程; 而质量更小的晚型恒星可能在其更长的前主序阶段经历了更加有效的轨道圆化过程[45].

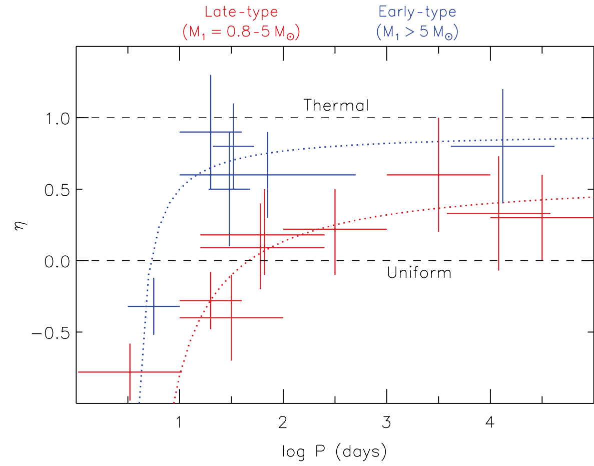


图 4 不同类型恒星的η-$\lg(P/\mathrm{d})$分布, 本图来自文献[45].

Fig. 4 The η-$\lg(P/\mathrm{d})$ distribution of different stars, figure is adopted from Ref. [45].

2.3 褐矮星系统

褐矮星一般认为是质量小于约$0.08M_\odot$的一类天体, 其位于赫罗图中M型红矮星的右侧. 由于其较低的质量, 褐矮星无法点燃氢到氦的核聚变过程, 因而又被称为“失败的恒星”. 传统的理论一般认为褐矮星与恒星类似, 是由分子云坍缩(自上而下)形成的[53–54], 但自下而上的核吸积模型也有可能形成质量达到数十倍M_{jup}的天体[55–56]. 由于褐矮星的质量介于恒星和行星之间, 对褐矮星轨道偏心率的研究可以让我们更好地比较其与恒星以及行星之间的异同, 为这两部分天体的形成与演化理论提供重要的线索.

2.3.1 偏心率分布

短周期的褐矮星受到引力潮汐的作用较强, 因而轨道周期12 d以内的褐矮星有着显著较小的轨道偏心率[57]. 而中短周期($P \sim 1$–10^4 d, 轨道半长径a在20 AU以内)的褐矮星, 其轨道偏心率分布与短周期的主序双星的轨道偏心率分布较为接近. 而对于中长周期($P \sim 10^3$–10^5 d, 轨道半长径a为5–100 AU)的褐矮星而言, 引力潮汐的作用已经非常微弱, 因而这部分褐矮星也有着相应更大的平均轨道偏心率[58–59]. 如图5所示, 图中展示了中短周

期(虚线)和中长周期(实线)褐矮星的轨道偏心率分布. 图中横坐标为褐矮星轨道偏心率, 纵坐标为偏心率对应的CDF值. 可以看到中短周期褐矮星的轨道偏心率分布指数η大约在0到−1之间, 而中长周期褐矮星的轨道偏心率分布则接近于热力学分布(η在0到1之间). 这与主序双星的η-P分布有着相似的规律, 即: 随着轨道周期的增加, 褐矮星的轨道偏心率分布也逐渐趋向于热力学分布. 这就暗示着褐矮星与主序双星也经历了相似的动力学演化过程.

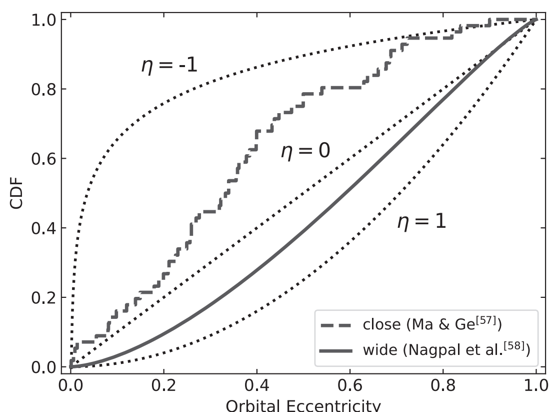


图 5 褐矮星的轨道偏心率分布. 中短周期($P\sim1$–10^4 d, $a<20$ AU, 图中虚线)褐矮星数据来源于文献[57], 中长周期($P\sim10^3$–10^5 d, 轨道半长径为$a\sim5$–100 AU, 图中实线)褐矮星数据来源于文献[58]. 其中3条点线则分别代表分布指数$\eta=-1,0,1$的偏心率分布.

Fig. 5 The eccentricity distributions of brown dwarfs. The data of close brown dwarfs ($P\sim1$–10^4 d, $a<20$ AU, dashed line) are collected from Ref. [57], the data of wide brown dwarfs ($P\sim10^3$–10^5 d, $a\sim5$–100 AU, solid line) are acquired from Ref. [58]. And three dotted lines denote the eccentricity distributions with distribution index $\eta=-1,0,1$, respectively.

2.3.2 偏心率与轨道周期关系

由于引力潮汐的作用, 主序双星系统中的轨道偏心率与周期呈现较为显著的正相关关系. 而褐矮星虽然有着更小的质量, 其依然在短周期受到较强引力潮汐作用的影响. 如图6所示, 图中正方形表示不同周期褐矮星的轨道偏心率. 可以看到, 褐矮星的轨道偏心率-周期分布总体与主序双星类似, 也呈现正相关性, 即: 周期越大的褐矮星有着更大的轨道偏心率. 且图中褐矮星的轨道偏心率-周期分布基本与双星相同的上限$e_{\max}$ (图中灰色虚线, (1)式)符合. 褐矮星与主序双星相似的轨道偏心率-周期分布, 是对引力潮汐理论的又一次重要验证.

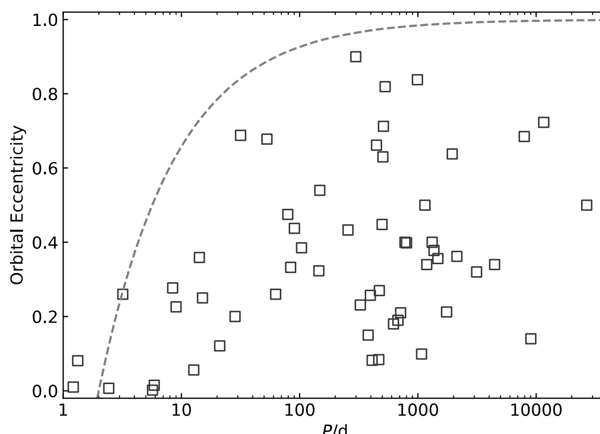


图 6 褐矮星的轨道偏心率-周期散点图, 数据来自于文献[57]. 图中虚线为(1)式.

Fig. 6 The orbital eccentricities v.s. periods of brown dwarfs, data are collected from Ref. [57]. The dashed line in the figure represents Eq. (1).

2.3.3 偏心率与褐矮星质量关系

褐矮星系统的轨道偏心率分布还与其质量有关. 如图7所示, 图中展示了中短周期褐矮星以及行星的轨道偏心率-质量散点图. 其中蓝色正方形散点表示行星, 红色圆点表示小质量褐矮星(质量小于42.5倍木星质量$M_{\rm jup}$), 黄色三角形散点则表示大质量褐矮星(质量大于42.5$M_{\rm jup}$). 由于图中的行星和褐矮星的质量数据大部分来源于视向速度(Radial Velocity, RV)方法, 而由该测量方法单独得到的天体质量数据与其轨道倾角存在简并, 即其只能获得天体的$M\sin i$, 其中M为天体质量, i为天体轨道倾角. 但一般而言大部分褐矮星或行星的轨道倾角都在90°附近(即轨道接近边缘朝向, $\sin i\sim1$), 因而$M\sin i$与真实质量M往往不会有量级上的差距. 图中的质量数据包含了这一部分只有RV测量的褐矮星或者行星, 其质量也因此对应于最小值. 从图7中可以看到, 褐矮星的偏心率

分布在质量42.5$M_{\rm jup}$处有一个较为明显的分界, 说明这两类褐矮星可能有着不同的起源. 对于质量小于42.5$M_{\rm jup}$的褐矮星, 其轨道偏心率与质量呈现反相关, 而质量大于42.5$M_{\rm jup}$的褐矮星则没有表现出明显的规律. 这暗示小质量的褐矮星可能形成于原行星盘中, 随后由于盘内其他大质量行星(褐矮星)的散射作用进而导致其偏心率被激发. 因此, 对于这部分质量小于42.5$M_{\rm jup}$的小质量褐矮星, 其轨道偏心率与质量的反相关关系就可以解释为: 质量越大的褐矮星越难以被激发产生更大的轨道偏心率. 而且, 这部分小质量褐矮星的轨道偏心率-质量分布上限可以由Ford等人所提出的行星-行星散射模型[60]很好地解释. 图7中两条紫色曲线分别对应于质量为20$M_{\rm jup}$以及25$M_{\rm jup}$的大质量行星(褐矮星)散射作用所能产生的轨道偏心率上限, 可以看出其与小质量褐矮星的偏心率-质量分布符合得较好. 这就说明小质量褐矮星也经历了部分与巨行星相似的动力学演化过程.

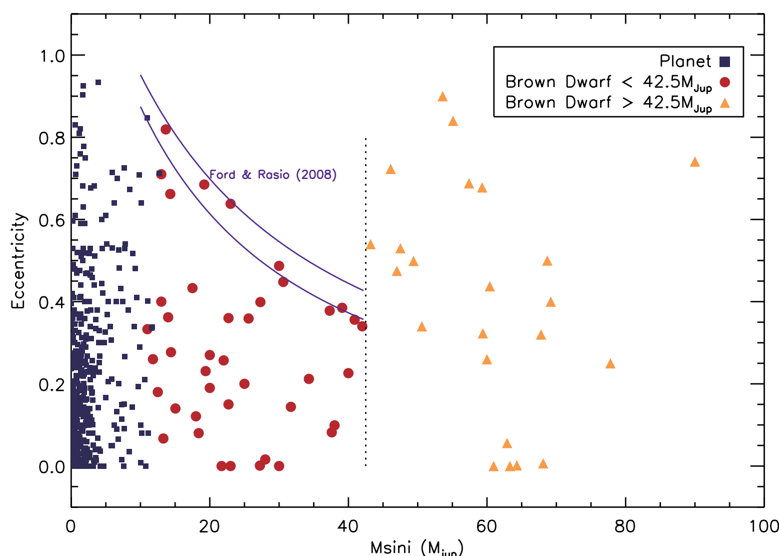


图 7 系外行星以及褐矮星的轨道偏心率-质量(包括$M\sin i$)散点图, 图片来自文献[57]. 其中两条紫色曲线对应于文献[60]中的模型, 已在图中标注.

Fig. 7 The orbital eccentricities v.s. masses (including $M\sin i$) of brown dwarfs and exoplanets, figure is adopted from Ref. [57]. Two purple lines correspond to the model from Ref. [60], as labeled in the figure.

2.4 致密星系统

致密星是主序恒星演化过程的最终产物, 根据恒星质量的大小, 其在演化的最后阶段可能成为白矮星、中子星或黑洞. 而如果恒星死亡时产生的超新星爆发没有扰乱双星系统, 主序双星系统就会演变成包含致密星的双星系统. 而这样的系统如果包含有快速自转的中子星(脉冲星), 我们就可以使用前面所提到的脉冲星计时法进行探测, 进而得到系统的轨道信息.

2.4.1 偏心率与轨道周期关系

由于致密星有着非常强的引力场, 在系统内的伴星也演变成致密星之前, 系统内的潮汐作用会非常明显, 因而系统内轨道偏心率的圆化作用也会非常强. 因此, 理论上致密双星的轨道偏心率都应该非常接近于0. 然而, 如图8所示, 致密星系统的轨道偏心率-周期分布明显分为两类[61]. 图中的正方形散点表示有着较大质量伴星的脉冲星系统(双中子星系统), 其有着较大的轨道偏心率($e>0.01$); 而圆形散点则表示有着小偏心率的系统, 主要为有着较小质量伴星的脉冲星(中子星)-白矮星系统.

对于伴星质量更小的中子星-白矮星系统, 由于引力潮汐作用, 其普遍有着非常小(<0.01)的轨道偏心率. 然而, 如果只考虑引力潮汐作用, 对此类

引力作用极强的系统来说其轨道偏心率还是“太大了”. 这是由于在白矮星形成之前, 系统内巨星的对流包层中存在密度涨落, 而这样的涨落导致中子星在轨道运动与物质吸积的过程中受到了吸积流的作用进而激发了系统的轨道偏心率. 该激发作用与轨道周期呈正相关, 其所能激发的平均轨道偏心率如图8中的黑色虚线所示. 该理论结合潮汐作用可以较好地解释中子星-白矮星系统的轨道偏心率-周期正相关性[29, 61, 63].

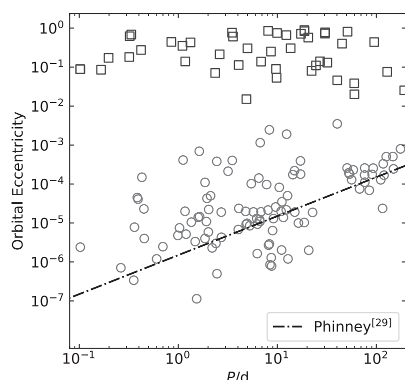


图 8 致密星系统的轨道偏心率-周期散点图, 数据来自文献[62]. 其中正方形点表示双中子星系统, 圆点表示中子星-白矮星系统, 虚线对应于文献[29]中的模型.

Fig. 8 The orbital eccentricities v.s. periods of compact stars, data are collected from Ref. [62]. The squares stand for the double neutron star systems, the circles stand for neutron star-white dwarf systems, and the dashed line represents the model from Ref. [29].

而对于有着更大质量伴星的双中子星系统, 其中后形成的致密星在诞生时受到的超新星爆发作用如果不是完全各向同性的, 就会产生一个踢出速度(kick velocity), 进而激发系统的轨道偏心率[64], 而该机制所能激发的最大偏心率也与周期有着一定的正相关性[65]. 同时, 对于周期越长的双中子星系统, 在年轻中子星形成之前, 系统内原先的中子星所能吸积的巨星物质就越少(恒星需要更长的时间才能充满洛希瓣)[66]. 因此, 在系统内后形成的中子星所产生的超新星爆发就会抛射出更多的物质, 从而激发系统产生更大的轨道偏心率[65]. 这就导致了双中子星系统的轨道偏心率与周期也呈现一定的正相关性, 如图9所示. 图9中展示了3族双中子星(以及两个星团中的中子星系统)系统的轨道偏心率-周期散点图. 其中蓝色圆点代表i族, 这类双中子星有着相对较小的轨道偏心率, 且系统内的两个中子星会在哈勃时间(宇宙年龄)内并合; 黄色三角形点代表ii族, 这类双中子星有着较大的轨道周期($P > 1$ d)以及分布较广的轨道偏心率, 其在哈勃时间内不会产生碰撞并合, 十字型点(J1807-2500)代表年老(年龄为805 Myr)球状星团中的中子星系统, 隶属于ii族; 绿色方形点代表iii族, 这类中子星有着较小的轨道周期以及较大偏心率, 这类系统往往处于碰撞并合的临界状态, 其年龄约为1亿年左右, 星形点(B2127+11C)代表年轻(年龄为97 Myr)球状星团中的一个中子星系统, 也隶属于iii族. 与每个点相连的曲线则代表该系统的偏心率-周期演化轨迹, 曲线的右端对应该系统更早时间点所处状态. 由于相对论效应, 有着更短周期以及更高偏心率的双中子星系统会产生更强的引力波辐射, 进而在更短的时标内碰撞并合[61, 67–68], 所以双中子星的偏心率-周期分布还受到根据广义相对论计算得到的等龄线的限制, 图中的4条实线则展示了4条这样的等龄线. 从图中我们可以看到, 双中子星系统的偏心率-周期分布大致呈现正相关. 同时, 双中子星的演化轨迹则反映了该类系统的轨道偏心率和周期都将随着年龄的增长而变小. 但双中子星的偏心率-周期分布实则更多受到等龄线的影响, 其中iii族系统的年龄最小(1亿年左右), 其基本位于100 Myr的等龄线附近, 这类系统内的两个中子星随后将会并合并从偏心率-周期图上消失; 而ii族系统的年龄跨度最大, 其包含系统的年龄从数百万年至数百亿年不等, 这则是由于这类系统基本位于所有等龄线之内; 而i族系统由于在第1到4条等龄线之间, 其年龄跨度则相对ii族较小, 大约在百万年到十亿年之间.

致密星系统的轨道偏心率-周期分布, 不仅仅可以用于鉴别不同类型的系统, 还为这些系统的动力学演化过程提供了重要的线索, 同时也为潮汐理论以及广义相对论提供了重要的验证.

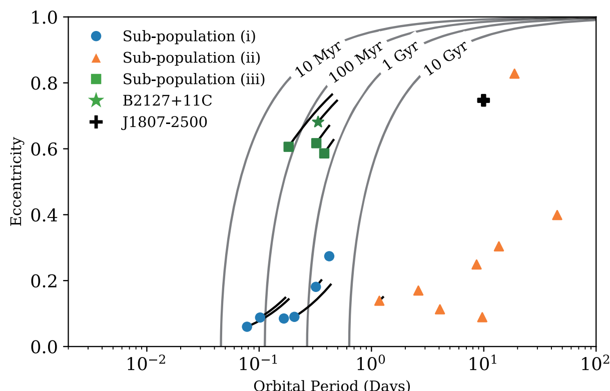


图 9 双中子星系统的轨道偏心率-周期分布图, 本图来自于文献[69].

Fig. 9 The orbital eccentricities-period distribution of double neutron stars, figure is adopted from Ref. [69].

2.4.2 偏心率与伴星质量关系

有着较低轨道偏心率的双中子星系统, 可能是由电子俘获型超新星爆发所产生的. 电子俘获型超新星爆发不同于一般的铁核坍缩型超新星爆发, 该爆发主要由恒星的氧氖镁核中的镁以及氖的电子俘获过程触发[70–71]. 电子俘获型超新星爆发前, 恒星的氧氖镁核的质量大约为1.37–1.47$M_\odot$, 且爆发所导致的质量抛射小于0.2$M_\odot$, 因而该过程所能产生的踢出速度较小[65, 72–73]. 该过程所对应的较小的踢出速度以及质量抛射, 则可以比较好地解释部分中子星系统相对较低的轨道偏心率. 由于这样的过程一般倾向于发生在质量更小的中子星系统中[66], 双中子星系统的伴星质量应该与轨道偏心率存在一定程度的正相关[65, 74], 如图10所示. 图10中展示了双中子星系统的轨道偏心率-伴星质量散点图. 由于双中子星系统的质量主要来源于脉冲星计时法, 该测量方法单独得到的天体质量数据与RV方法相似, 其质量同样与轨道倾角存在简并, 因此图中的部分系统的质量对应于其最小质量$M\sin i$. 从图中我们可以看到, 双中子星系统的伴星质量与轨道偏心率确实存在一定程度的正相关. 然而由于样本数量较少, 该结果还需要未来的相关研究进一步确认.

2.4.3 偏心率与自转周期关系

中子星的自转加速源自于对伴星物质的吸积, 而吸积物质的时间越长、质量越大, 其自转速度也就越快, 即自转周期越短. 相应的, 系统内的年老中子星所吸积的物质越多, 其伴星在超新星爆发时所抛射的物质就越少, 因而对新生中子星产生的偏心率激发作用也就越小. 因此, 中子星的自转周期应该与其轨道偏心率呈现正相关, 该正相关性最早由McLaughlin等[75]以及Faulkner等[76]在2004年发现. 然而, 如上述所提到的, 短周期的高偏心率双中子星系统由于引力波辐射作用明显, 其会在很短的时间内碰撞并合. 但这类系统同时也有着相对更长时间的物质吸积过程, 因此有着更快的自转速度. 由于这部分自转周期较短且偏心率较高的系统有着更短的寿命, 我们可能会更难以观测到它们. 因此, 我们所观测到的双中子星系统的轨道偏心率-自转周期正相关性有可能是选择效应所导致的[77].

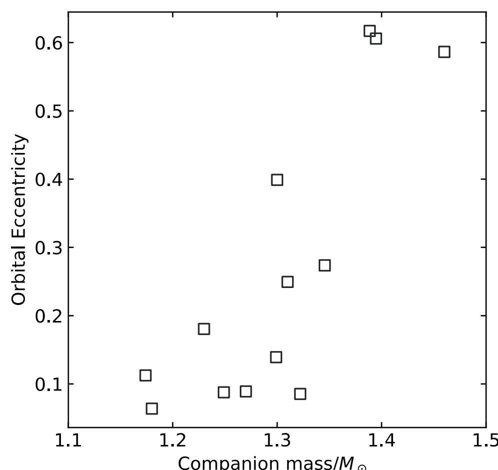


图 10 双中子星系统的轨道偏心率-伴星质量(包括$M\sin i$)散点图, 数据来自于文献[74].

Fig. 10 The orbital eccentricities v.s. companion masses (including $M\sin i$) of double neutron stars, data were collected from Ref. [74].

不过, Dewi等人通过模拟数据排除了短周期双中子星系统的影响, 进一步证实了该相关性[78]. 同时, Dewi等人的研究还发现: 双中子星系统所表现出的轨道偏心率-自转周期正相关关系还能对其所受到的踢出速度进行限制[78], 如图11所示. 图11展示了不同踢出速度下模拟系统的偏心率-周期散点图, 其中黑色圆点表示模拟中产生的双中子星系统,

红色方形和三角形点则表示观测数据. 从图中我们可以看到, 过大的踢出速度(左图)会导致双中子星系统的轨道偏心率-自转周期正相关性消失, 只有踢出速度适中(右图)的时候才能产生较好的偏心率-自转周期正相关性.

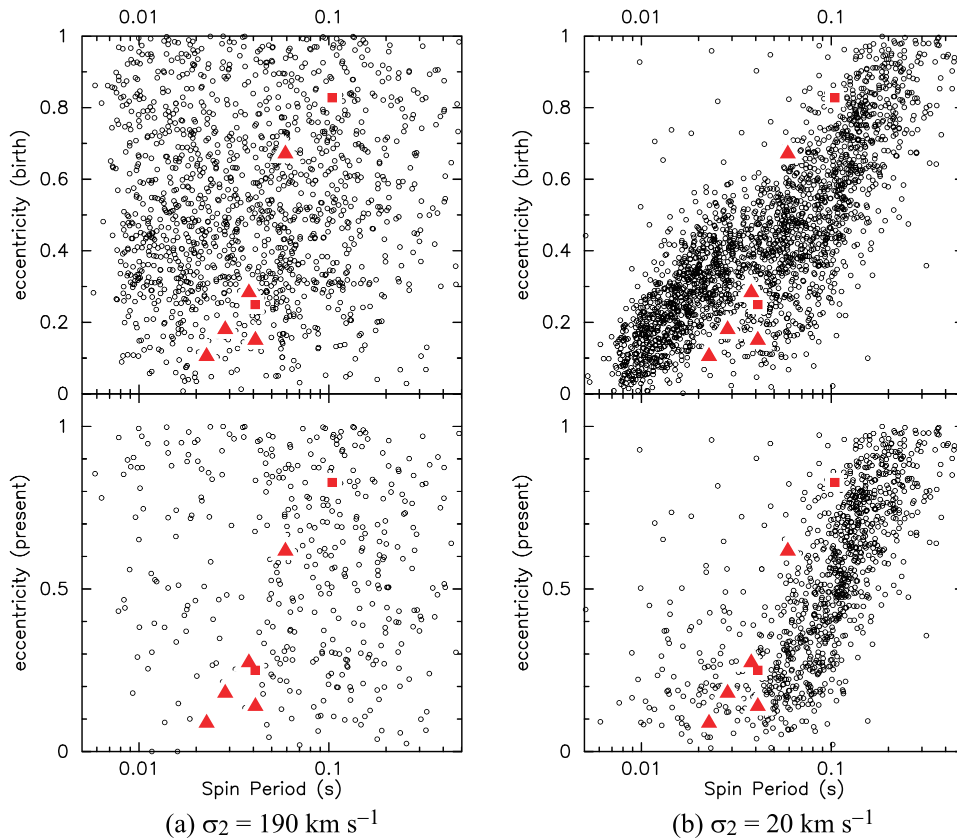


图 11 双中子星系统的轨道偏心率-自转周期分布, 其中红色方形和三角形点表示观测数据, 黑色圆点表示模拟数据, σ_2表征踢出速度的大小. 本图来自于文献[77].

Fig. 11 The orbital eccentricities v.s. spin period of double neutron stars, the red squares and triangles represent the observed data and the black circles represent simulation data, while σ_2 represents the magnitude of kick velocity. Figure is adopted from Ref. [77].

3 行星系统的轨道偏心率研究

由于观测技术精度的限制, 人们在19世纪末之前的很长一段时间内, 都未能实现对太阳系外行星系统的观测. 直到1992年, Wolszczan和Frail才第1次通过脉冲星计时法找到了第1个系外行星系统—射电脉冲星PSR 1257+12所在的系统[79]. 随后, 随着天文观测技术的不断发展, 2019年的诺贝尔奖获得者Mayor和Queloz才通过RV法在1995年找到了第1颗主序恒星周围的系外行星—飞马座51b[18]. 此后, 天文学家们通过以RV法与凌星法(Transit)为主的各种新兴的探测手段, 发现了成百上千颗太阳系外行星, 逐步开启了对系外行星轨道偏心率的研究.

3.1 行星系统的轨道偏心率的测量方法

系外行星的探测其实很大程度上与双星系统相似, 只是系统内的伴星质量从恒星级别下降到了行星级别, 而这也对观测设备有了更高的要求. 本

节将对照2.1节恒星系统轨道偏心率的测量方法, 介绍同类型方法在行星系统内的应用.

3.1.1 直接成像法

与目视双星的观测方法类似, 理论上系外行星的轨道测量也可以使用望远镜对行星系统直接进行成像观测, 进而获取行星点光源的轨道运动从而通过计算得到其轨道偏心率. 然而, 由于行星与恒星的亮度相差巨大: 对于距离地球10 pc、恒星-行星之间角距(角分辨率)为0.5 arcsec的围绕类太阳恒星运动的类木行星, 其相对于恒星的亮度(可见光波段对比度)大约只有10^{-9}; 而对于类地行星, 其对比度则只有10^{-10}[80–81]. 这样的精度要求是现有的设备无法达到的. 目前的系外行星成像探测一般只能针对于周期较长(恒星-行星角距较大)以及年轻的温度较高的自发光(亮度较大)巨行星, 且一般会采用红外波段进行观测(对比度可提升2–3个量级)[82–86]. 而对主要亮度来自对主星光源的反射作用, 且距离宿主恒星又较近的行星, 其直接成像探测则需要等待运用了各种提高角分辨率以及对比度技术的新一代设备如: 能在更高对比度的中红外波段进行探测的詹姆斯·韦布(James Webb Space Telescope, JWST)空间望远镜[87–88]、我国空间站巡天望远镜(China Space Station Telescope, CSST)上配备的冷行星成像星冕仪(Cool-Planet Imaging Coronagraph, CPIC)[89]、夏威夷斯巴鲁望远镜上所配备的极自适应光学系统SCExAO (Subaru Coronagraphic Extreme Adaptive Optics)[90–91]以及智利马哲兰望远镜(Magellan Telescope)所配备的极自适应光学系统MagAO-X (Magellan Adaptive Optics - XAO)[92]、美国国家航空航天局(National Aeronautics and Space Administration, NASA)的罗曼太空望远镜(Roman Space Telescope)上配备的改进星冕仪CGI (Coronagraph Instrument)[93–94]; 即将建成的30 m级大口径望远镜: 夏威夷的TMT望远镜(Thirty Meter Telescope)[95]、欧洲南方天文台(European Southern Observatory, ESO)的ELT望远镜(Extremely Large Telescope)[96]和智利的GMT望远镜(Giant Magellan Telescope)[97]; 下一代空间望远镜: NASA的HabEx (Habitable Exoplanet Observatory)[98]和LUVOIR (Large UV / Optical / Infrared Surveyor)[99]等等[80, 100–101].

3.1.2 视向速度(RV)法

与前面所提到的观测分光双星的光谱学方法类似, RV法是通过探测恒星相对公共质心的运动(由行星引力摄动所导致), 进而间接对行星进行探测. 同样, 通过观测恒星谱线的红移与蓝移, 我们就可以获得其视向速度曲线. 随后通过拟合恒星的视向速度曲线, 就可以获得行星的轨道偏心率. 不过, 相对于分光双星的观测, 系外行星的探测对设备精度有着更高的要求(如探测类木行星需要达到~ 10 m/s的精度[102]). 这就是为什么直到1995年, 天文学家们才第1次成功通过该方法探测到系外行星. 但在那之后, RV法便迅速地发展了起来并被广泛运用于系外行星探测, 该方法也成功发现了大量的系外行星, 如ESO的高精度视向速度行星搜索器HARPS (High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher)[103]. 然而, 虽然视向速度测量已然成为目前测量系外行星偏心率的重要方法之一, 其仍然存在一些缺点: 如对于信噪比(Signal to Noise Ratio, SNR)较低以及偏心率特别大的行星, 其RV曲线的拟合难度较大, 因而测量结果的误差也相应更大[100]; 再有, RV方法本身也存在一定的观测选择效应, 即其相对更容易探测到短周期大质量的系外行星[100, 104–106].

3.1.3 凌星法(Transit)

系外行星探测的另一种主要方法是“凌星法” (transit), 该方法具有代表性的设备就是美国国家航空航天局(NASA)的开普勒(Kepler)太空望远镜[107]. 凌星法与掩食双星的观测方法类似, 都是基于天体测光的原理. 当行星的轨道倾角在90°附近时(轨道平面的法线垂直于视线方向), 在其经过主星前方时, 将会引起系统亮度下降(主掩); 当其运动到主星后方时, 也会由于行星对恒星的反射光消失而导致系统亮度略微下降(次掩). 凌星法后来居上地取代了RV法成为了发现系外行星最多的探测方法. 空间项目如NASA的Kepler以及TESS太空望远镜(Transiting Exoplanet Survey Satellite)通过凌星法证认了数千颗系外行星[107–109], 此外地面项目如: 匈牙利的自动望远镜网络HATNet (Hun-

garian Automated Telescope Network)、超广角寻找行星计划WASP (Wide Angle Search for Planets)以及ESO的NGTS巡天(Next-Generation Transit Survey)等也通过该方法发现了大量的系外行星[110–113]. 通过对凌星的光变曲线进行拟合, 可以获得行星的轨道倾角(在90°附近)以及轨道偏心率. 但是, 对于类木行星与类太阳恒星而言, 使用凌星法所产生的光变曲线, 由轨道偏心率引起的恒星光变曲线变化约为10^{-5}量级(单位为归一化恒星流量, 即光变曲线的纵坐标)[114]. 这个量级的精度要求远远超过RV法同等误差水平下测量偏心率对仪器的要求, 因而单独通过拟合恒星的光变曲线难以获得行星的轨道偏心率. 也因此, 目前只有小部分的系统能够通过该方式获取行星的轨道偏心率[115–116].

不过, 对于一个包含了多个行星凌星数据的凌星样本, 则可以通过行星的凌星持续时间比值T/T_0 (Transit Duration Ratio, TDR)对样本内行星的轨道偏心率分布进行研究[117]. 但该方法要求对样本宿主恒星密度参数有较为准确的刻画[117–120].

另外, 当凌星系统中不止有一个行星时, 系统内的其他行星(无论是否凌星)会对凌星行星产生引力摄动, 而这样的摄动会使得凌星行星的凌星中心时刻发生变化(Transit Timing Variations, TTV). TTV与行星的质量和轨道构型相关, 因而通过对于凌星行星的TTV拟合, 就可以获得行星(凌星行星以及摄动行星)的质量以及轨道偏心率等信息[121–125].

3.1.4 天体测量法

与恒星系统的轨道测量类似, 行星系统的轨道测量也可以通过天体测量方法进行, 即: 探测恒星相对其公共质心运动(由行星引力摄动引起)投影在天球切面上的运动. 天体测量法可以提供全面的行星轨道三维刻画以及无耦合的行星质量测量. 该方法偏向于发现近邻(距离地球近)且距离主星较远(轨道半长径更大)的行星. 对于近邻(10 pc)的类木行星至少需要达到毫角秒(mas)的观测精度才能实现探测; 而对于类地行星则需要达到微角秒(μas)的精度, 后者对于现有的观测设备而言几乎是无法实现的. 对于欧洲航天局(European Space Agency, ESA)的Gaia卫星, 其最高可以达到数十μas的精度[126–128], 而地面观测设备的精度基本在∼ 100 μas的量级[129–134]. 因而目前只有少量的巨行星通过天体测量的方法被证认, 例如Gaia最近的第3次数据释放(Gaia Data Release 3, Gaia-DR3)也仅提供了少量巨行星的天测数据[128]. 对于质量更小的类地行星, 其探测则需要仰仗下一代天体测量卫星如: ESA的Theia卫星[135]以及结合了可见光波段和近红外波段(Near Infra-Red, NIR)的GaiaNIR卫星[136], 还有我国的CHES (Closeby Habitable Exoplanet Survey)[137–138]. 其中我国的CHES卫星计划对太阳系近邻的类太阳恒星进行持续监测, 精度预计达到亚微角秒, 进而实现宜居带类地行星的探测以及三维轨道刻画.

3.1.5 脉冲星计时法

第1个被证认的太阳系外行星系统PSR 1257 + 12, 其主星并非是主序恒星, 而是一颗射电脉冲星PSR 1257+12[79]. 而这个系统内的系外行星, 正是通过计时法发现的. 与探测双星系统的脉冲星计时法类似, 该方法也是通过拟合电磁脉冲信号到达地球时间变化的残差(由行星引力摄动导致的)进而得到行星的偏心率. 同时该方法还可以拓展应用于一些双星系统[100, 139]、白矮星系统[100, 139–140]以及极端水平分支恒星(sdB恒星, 即部分类太阳恒星的后续演化阶段)[100, 139, 141–146]系统. 由于这些系统也能够稳定地发射周期性电磁信号, 因此我们同样可以使用计时法去探测其中的行星并得到行星的轨道偏心率. 然而, 由于适用于该方法的系统较为稀少, 因而目前通过该方法探测到的系外行星并不多.

3.2 偏心率分布

21世纪初, 随着RV法被广泛运用于系外行星探测, 大量的巨行星以及部分类海王星行星被证认(RV方法发现的系外行星又称多普勒行星). 这些多普勒行星有着中等的平均轨道偏心率($\bar{e}$ = 0.29)[147].

与双星系统不同, 系外行星不仅仅受到引力潮汐作用的影响. 研究其轨道偏心率分布还需要考虑如行星-行星、行星-原行星盘以及行星-恒星(系统内伴星或其他飞掠恒星)等相互作用的影

响[60, 149–161]. 图12中展示了不同轨道周期的系外行星偏心率分布, 从中我们可以看到, 对于短周期(P < 10 d)的系外行星(图中虚线), 其偏心率分布指数η最小(接近−1). 而中短周期(1–10^4 d)和中长周期(10^3–10^5 d)系外行星(图中点划线和实线)的轨道偏心率分布则非常接近, 其η均在0到−1之间.

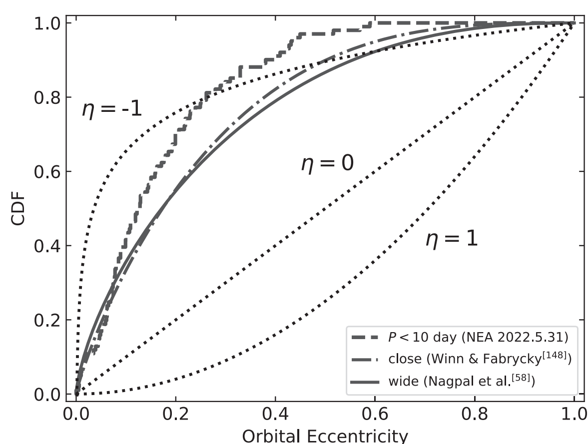


图 12 太阳系外行星的轨道偏心率分布. 其中短周期($P < 10$ d, 图中虚线)系外行星数据来源于NASA Exoplanet Archive (NEA)[1], 数据采集时间为2022年5月31日. 中短周期($P < 10^4$ d, $a < 20$ AU, 图中点划线)系外行星数据来源于文献[148], 中长周期($P \sim 10^3$–10^5 d, 轨道半长径为$a \sim 5$–100 AU, 图中实线)系外行星数据来源于文献[58]. 其中3条点线则分别代表分布指数$\eta = -1$、0、1的偏心率分布.

Fig. 12 The orbital eccentricities distribution of exoplanets. The data of short-period ($P < 10$ d, dashed line) exoplanets are collected from NASA Exoplanet Archive (NEA) on 2022 May 31, the data of close exoplanets ($P < 10^4$ d, $a < 20$ AU, dot-dashed line) are acquired from Ref. [148], the data of wide exoplanets ($P \sim 10^3$–10^5 d, $a \sim 5$–100 AU, solid line) are acquired from Ref. [58]. And three dotted lines denote the eccentricity distributions with distribution index $\eta = -1, 0, 1$, respectively.

目前所发现的大部分系外行星都属于中短周期行星(轨道周期为1–10^4 d, 轨道半长径a在20 AU以内), 这些行星与上述中短周期的褐矮星以及短周期主序双星系统的偏心率分布的相似性(η均在0到−1之间)说明: 系外行星在短周期区域同样受到了引力潮汐作用的影响. 特别是其中受到引力潮汐作用最强的短周期行星($P < 10$ d), 其偏心率分布指数η更接近于−1.

然而, 与大质量主序双星以及褐矮星不同的是, 对于中长周期10^3–10^5 d (轨道半长径a在5–100 AU)的行星, 即便其基本不受到宿主恒星引力潮汐作用的影响, 其轨道偏心率分布指数η值并没有趋向于热力学分布的1, 反而与中短周期行星非常接近, 这就暗示了中长周期行星可能与中短周期行星有着相近的偏心率分布[58–59]. 而这可能是因为相对于褐矮星以及双星, 行星所受到的潮汐作用较弱, 且其中受到潮汐作用影响明显的短周期行星只占中短周期行星的很小一部分, 因此潮汐作用对中短周期行星整体偏心率分布影响较小. 而中短周期行星和中长周期行星的偏心率分布则可能主要受到了上述所提到的其他作用的影响, 且这些作用对中短以及中长周期行星偏心率的影响要显著强于引力潮汐作用. 这些结果表明, 行星与褐矮星以及主序双星所经历的动力学演化过程有着很大的不同. 不过需要指出的是, 目前探测到的中长周期行星样本主要是由直接成像方法发现的巨行星所组成. 而这类行星数目相比于中短周期行星要少得多, 因此目前所得到的轨道偏心率分布可能一定程度上受到了选择效应的影响[58]. 因此, 中长周期行星的偏心率分布及其与中短周期行星偏心率分布的相似性还需要未来相关研究的进一步确认.

现有的系外行星样本的偏心率测量方法主要为视向速度(RV)方法, 而这类多普勒行星的样本主要以巨行星以及类海王星(冰巨星)为主. 其无法反映质量更小的诸如“超级地球” (super-Earth)以及“亚海王星” (sub-Neptune)的偏心率分布情况. 而这类行星却占据了当前发现的系外行星总数中的很大一部分. 虽然这类行星并不存在于太阳系中, 其普遍存在于其他类太阳恒星系统中. 大约30–50%的类太阳恒星周围都有着该类行星的身影, 而对于红矮星等更小且温度更低的恒星, 其周围这些行星则更加常见[162–167]. 然而, 这类行星受制于现有仪器的观测精度水平, RV方法对其偏心率测量的完备性较低, 且在中长轨道周期处严重受制于观测选择效应. 因而对这类行星的偏心率分布的研究还需要等待未来观测技术的进一步提升.

[1] https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/

3.3 偏心率与行星多重性的关系

目前发现了大量的系外行星, 超过一半的行星为单行星系统. 不少研究人员通过将行星分为单行星系统和多行星系统, 分别研究这些系统的轨道偏心率, 并发现单行星系统的偏心率显著高于多行星系统的偏心率[168–173]. 例如: Xie等人通过郭守敬望远镜(Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopy Telescope, LAMOST)所获得的高精度恒星参数, 使用TDR方法对Kepler行星的偏心率进行研究, 发现单行星系统平均偏心率在0.3左右, 而多行星系统偏心率在0.04左右[172]. 如图13所示, 图中展示了不同行星个数Kepler系统的TDR分布. 我们可以看到, TDR的分布随着系统凌星数(表征行星系统内行星数目多重性)的减小而越弥散, 即: 凌星数越大, σ_e越小(凌星数小的CDF曲线越靠左, 凌星数大的CDF曲线则靠右). 这里的σ_e表征了偏心率的大小, σ_e越大, TDR的分布越弥散(CDF曲线越靠左), 行星的平均偏心率越大. 这一现象称为轨道偏心率的二分性("Eccentricity Dichotomy")[172].

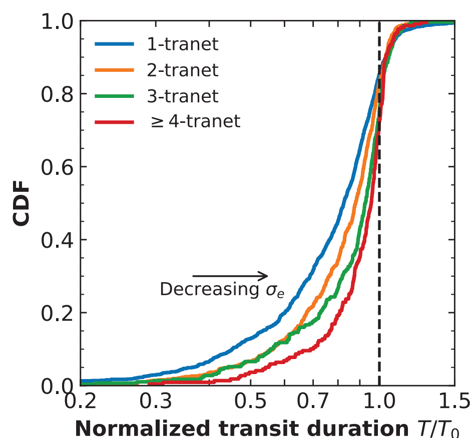


图 13 开普勒行星样本的TDR分布(TDR分布越弥散, 则暗示着行星轨道偏心率e越大), 不同颜色的线表示不同的系统内探测到的凌星行星个数(表征行星系统内行星数目多重性). 其中"tranet"指代由凌星方法发现的系外行星. 本图来自文献[117].

Fig. 13 The TDR distribution of Kepler sample (larger dispersion of TDR distribution implicates larger orbital eccentricity), different colors represent for different transit planets' number (represent system multiplicities). The word "tranet" stands for transiting planet. Figure is adopted from Ref. [117].

这样的行星轨道偏心率与系统内行星多重性的反比关系, 其实与我们太阳系的特征是相符的, 即: 多行星系统趋向于近圆共面轨道. 关于轨道偏心率二分性的形成机制, 有不少理论解释, 例如"自然选择效应", 即: 在多行星系统中, 较低的轨道偏心率才能确保系统内长期动力学演化的稳定性[168, 174–175]; 此外, Chen等人还发现Kepler行星样本中, 凌星行星数目越多的系统年龄越小, 这则反映了系统内的动力学过程可能会逐渐激发行星的轨道偏心率以及相互轨道倾角, 从而使得年老恒星周围的凌星行星数目减少, 并使得单凌星系统的行星轨道偏心率更高[176]; 还有一部分研究认为系统外部的巨行星会激发内部行星的偏心率, 并减少观测到的系统内的行星数目, 从而导致观测到的单行星系统偏心率偏大, 多行星系统偏心率更小[177]; 此外, Mustill等人认为, 系统外部的恒星对内部行星的长期作用也会激发行星偏心率并减少系统的行星数目[178]; 而Moriarty和Ballard则通过调整原行星盘中的参数, 复现了轨道偏心率的二分性[179].

3.4 偏心率与轨道周期关系

多普勒行星的轨道偏心率-周期分布与双星非常相似, 也有着平均偏心率随轨道周期上升的趋势. 但是相比于双星系统, 无论是在引力潮汐作用不显著的中长周期区域, 还是在引力潮汐作用显著的短周期范围内, 多普勒行星都同时有着高偏心率以及低偏心率两组行星. 这就说明了多普勒行星的偏心率-周期分布不单受到引力潮汐作用限制, 还受到行星与其他行星以及原行星盘的相互作用的影响[147–148]. 此外, Winn等[148]根据引力潮汐作用对多普勒行星的轨道偏心率给出了一个随周期变化的上限, 该上限与上述提到的(1)式基本相符, 且与行星的轨道周期呈正相关, 如图14所示. 图14中展示了目前探测到的系外行星的轨道偏心率-周期散点图, 从图中我们可以看到系外行星的偏心率与周期呈现正相关, 且基本符合(1)式给出的上限, 这与褐矮星以及主序双星非常相似. 而系外行星偏心率-周期分布与双星以及褐矮星系统的相似性, 则又一次为引力潮汐作用提供了验证.

然而, 如上述中提到的, 现有的系外行星样本的偏心率测量方法主要为视向速度(RV)方法, 其受到观测选择效应的影响, 对于长周期小质量行星的探测完备性非常低, 因而目前的数据仅仅足以支持短周期轨道偏心率的研究. 而对于这部分行星, Correia等[180]发现轨道周期小于5 d (引力潮汐作用显著)的类海王星(3–9倍地球半径$R_{\oplus}$)有着显著大于零的轨道偏心率. 且这些类海王星的轨道偏心率与周期并没有明显的关联, 这显然与潮汐理论不符. 因而他们提出存在着激发短周期小质量行星轨道偏心率的机制.

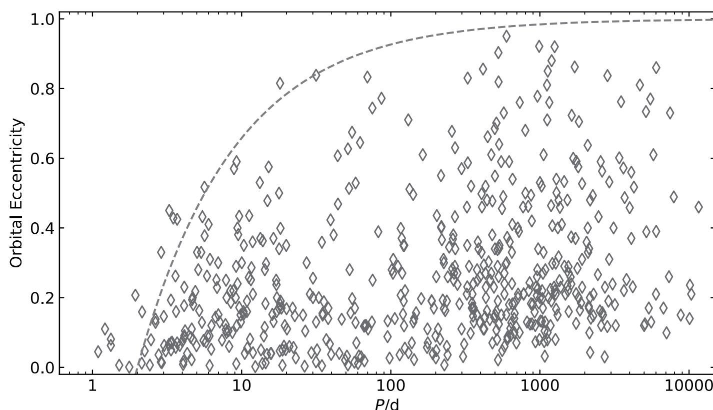


图 14 系外行星轨道偏心率-周期散点图, 图中数据采集自NASA Exoplanet Archive, 采集时间: 2022年5月31日. 虚线表示(1)式.

Fig. 14 The orbital eccentricities v.s. periods of exoplanets, the data were collected from NASA Exoplanet Archive on 2022 May 31. The dashed line in the figure represents Eq. (1).

而近期, Shin等人发现[181]对于短周期(轨道周期150 d以内)的小质量(质量小于30倍地球质量$M_{\oplus}$)系外行星, 其轨道偏心率与周期则呈现反相关, 如图15所示. 图15中展示了短周期小质量系外行星的轨道偏心率-周期散点图. 图中灰度表示散点的密度分布, 红色直线与阴影则表征了散点的偏心率-周期分布趋势, 该趋势表现为:

$$\mathrm{Ecc} = -0.09^{+0.01}_{-0.01}\,\lg(\mathrm{Per/d}) + 0.2^{+0.01}_{-0.01}\,, \quad (2)$$

其中Ecc为轨道偏心率, Per为轨道周期, 红色阴影区域表示该模型在数据点误差范围内重新采样10^4次所对应的10^4个拟合结果(表征模型误差范围). 相比于一个没有任何趋势的水平常数拟合, 该反相关模型的p值达到了10^{-4} (即在10^4次拟合中, 该模型均优于常数拟合). 这说明了对于短周期小质量行星, 其偏心率-周期存在反相关性的可能性非常高. 而该规律与双星以及巨行星的偏心率-周期正相关性完全相反. 该现象主要是由角动量赤字(Angular Momentum Deficit, AMD)转移效应引起的. 这就暗示了小质量行星与巨行星以及双星有着不同的动力学演化历史, 且某些行星-行星相互作用对小质量行星则会产生不一样的效果[181].

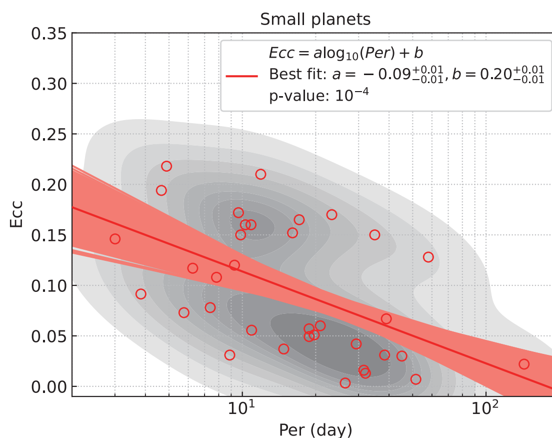


图 15 短周期小质量系外行星轨道偏心率-周期分布图[181]

Fig. 15 The orbital eccentricities-periods distribution of small exoplanets in short period[181]

3.5 偏心率与行星质量关系

多普勒行星的轨道偏心率与行星质量存在一定的正相关性[147–148], 如图16所示. 图16中展示了目前所探测到的系外行星以及褐矮星轨道偏心率-质量分布图. 由于图中包含了单独由RV法发现的行星, 因此这部分行星的质量同样由$M\sin i$表示. 从图中我们可以看到, 行星质量与轨道偏心率总体呈现正相关关系, 这可能与小质量行星相比于巨行星更多发现于多行星系统中有关[182], 这也对应了前面所提及的行星轨道偏心率与系统内行星多重性的关联, 即: 多行星系统中的行星平均轨道偏心率要更小(系外行星系统的轨道偏心率二分性).

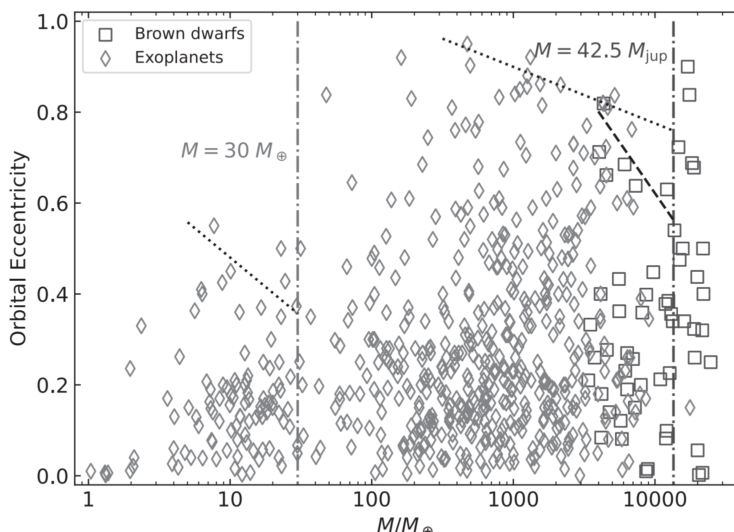


图 16 褐矮星以及系外行星轨道偏心率-质量(包括$M\sin i$)散点图, 其中系外行星数据来自于NASA Exoplanet Archive, 数据采集时间为2022年5月31日; 褐矮星数据来自于文献[57].

Fig. 16 The orbital eccentricities v.s. masses (including $M\sin i$) of brown dwarfs and exoplanets, exoplanet data is collected from Exoplanet Archive on 2022 May 31; brown dwarf data is collected from Ref. [57].

同时, 图16中的两条点划线($M = 30M_\oplus$和$M = 42.5M_{\rm jup}$)还将图内散点分为了3部分, 而虚线(褐矮星)和两条点线(行星)则分别标注了相应区域内褐矮星(行星)的偏心率-质量分布上限. 对于中间部分的系外巨行星($30M_\oplus$以上)以及最右侧的小质量褐矮星($42.5M_{\rm jup}$以内), 其轨道偏心率与质量都存在一定程度的反相关(图中右侧点线). 该反相关性体现了: 类似于小质量褐矮星系统, 巨行星系统的偏心率分布可能也受到了行星散射作用的影响[60, 157], 并暗示了小质量褐矮星和巨行星可能有着一样的起源, 且都经历了相似的动力学演化过程[57]. 除此之外, 对于最左侧的小质量行星($30M_\oplus$以内), 其轨道偏心率与行星质量似乎也有着一定程度的反相关性. 而这部分行星的偏心率-质量反相关性, 则很可能是由于前面所提到的AMD转移效应所导致的. 与行星散射模型类似, AMD转移模型描述的也是行星之间的长期相互作用对行星产生的影响[13, 183]. 由于质量更小的行星受AMD转移作用的影响更加明显, 因而能够产生更大的轨道偏心率.

3.6 偏心率与主星金属丰度关系

多普勒行星的轨道偏心率与其主星金属丰度有着一定的正相关性[148]: 如图17所示. 图17展示了不同金属丰度主星周围行星的偏心率-质量散点图. 其中圆点代表贫金属系统(金属丰度小于太阳), 方形点代表富金属系统(金属丰度大于或类似于太阳). 我们可以看到, 在图中大偏心率($e > 0.6$)的范围内, 贫金属的行星明显更少. 总体来看, 主星富金属行星的平均轨道偏心率也要大于主星贫

金属的行星. 也就是说, 对于类木巨行星($M > 80M_{\oplus}$), 其轨道偏心率与金属丰度存在显著的正相关性[184–185]. 这是因为: 主星富金属的系统有着固体质量更大的原行星盘, 并得以形成更多且质量更大的行星, 进而引发更剧烈的行星-行星相互作用并激发系统内的行星产生更大的轨道偏心率[184].

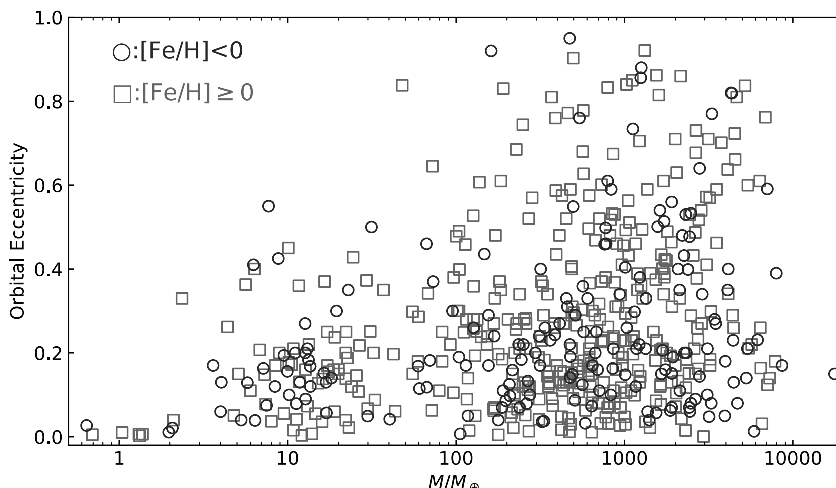


图 17 不同金属丰度的恒星周围的系外行星轨道偏心率-质量(包括$M\sin i$)散点图, 图中数据采集自NASA Exoplanet Archive, 采集时间: 2022年5月31日.

Fig. 17 The orbital eccentricities v.s. masses (including $M\sin i$) of exoplanets around stars with different metallicities, the data was collected from NASA Exoplanet Archive on 2022 May 31.

对于小质量行星而言, 从图17来看, 其轨道偏心率与金属丰度的正相关性似乎较为微弱. 对于这部分系外行星, Van Eylen等人利用开普勒凌星行星样本, 结合星震对其宿主恒星的精确刻画, 研究了$R_{\rm p} < 6R_{\oplus}$行星的轨道偏心率-金属丰度分布, 未发现二者有明显的关联[171]. 而Mills等人利用CKS (California-Kepler Survey)的数据, 研究了$R_{\rm p} < 4R_{\oplus}$行星的行星平均轨道偏心率与主星金属丰度的关系, 发现偏心率高的小质量行星更多地出现在富金属恒星周围[173]. 近期, An等人结合LAMOST数据的研究进一步证实小质量行星($R_{\rm p} < 4R_{\oplus}$)的轨道偏心率与其宿主恒星金属丰度存在正相关性[186].

3.7 偏心率与相互倾角关系

与轨道偏心率类似, 系统内行星之间的相互轨道倾角也能够为其动力学演化历史提供关键线索, 进而帮助我们理解行星的形成与演化过程. 对于太阳系内的天体, 包括巨行星的卫星、小行星以及海外天体(trans-Neptunian object, TNO), 其轨道偏心率与轨道相互倾角呈现很好的线性正相关. 而系外多行星系统也同样遵循这个规律, 如图18所示[172]. 图18中展示了TNO、小行星带、Kepler多行星系统、太阳系内八大行星、土星卫星系统、天王星卫星系统以及卫星木星系统的平均轨道偏心率-平均相互轨道倾角分布. 图中点线$\bar{e} = 2\bar{i}$将整幅图分为了两个区域, 其中阴影区域代表$\bar{e} < 2\bar{i}$的参数空间. 可以看到, 所有的数据点均处于阴影区域, 并且基本符合对角虚线($\bar{e} = \bar{i}$), 这与目前的行星形成理论模型相吻合[187–188]. 此外, 我们还可以看到, 系外多行星系统不仅有着较小的轨道偏心率($\bar{e} < 0.1$), 其系统内行星轨道还趋向于共面(平均相互轨道倾角$\bar{i} < 6°$), 这与我们的太阳系八大行星非常相似.

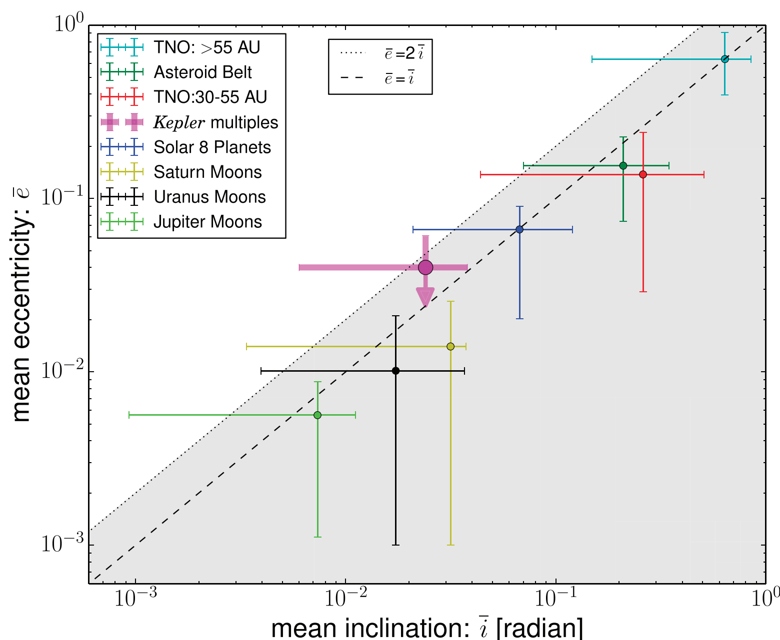


图 18 太阳系内天体以及太阳系外多行星系统(Kepler样本)的平均轨道偏心率-平均相互轨道倾角分布, 本图来自文献[172]

Fig. 18 The mean eccentricities v.s. mean inclinations of Solar System's objects and exoplanets (Kepler multiples), figure is adopted from Ref. [172]

4 总结与展望

本文在恒星系统(主序星、褐矮星以及致密星)和行星系统(太阳系外巨行星以及"超级地球"、"亚海王星"等小质量系外行星)两种尺度结构下, 介绍了天体系统中轨道偏心率的相关研究进展. 这些研究在轨道偏心率的分布特征以及偏心率与其他的天体性质, 诸如轨道周期、质量、自转周期、金属丰度等的关系方面取得了丰富的成果. 同时, 这些针对不同类型天体的轨道偏心率研究, 还有着一些共通之处和许多共同的关注点. 这才使得轨道偏心率的研究不仅仅能在本类天体系统中进行, 还能同时与其他种类的天体系统进行对比, 探究不同系统形成与演化过程中的相似以及不同, 进而深层次地揭示其背后的物理机制. 关于这些共通之处以及共同关注点, 本文主要总结以下几点:

(1)轨道偏心率分布与热力学分布的对比

通过对比天体系统轨道偏心率分布与热力学分布($\eta = 1$)之间的差异, 可以了解该天体系统所经历动力学演化过程的剧烈程度. 短周期的天体系统几乎都由于较强的潮汐作用而有着小于零的η值, 与热力学分布相差较大. 而对于中长周期的大质量主序双星以及褐矮星系统, 其偏心率分布基本与热力学分布相符. 但对于小质量的晚型双星以及系外行星, 即便是中长周期的系统也与热力学分布偏离较远, 这暗示了它们的动力学演化过程相对更加平静, 且可能经历了某些促使轨道偏心率减小的机制.

(2)轨道偏心率与周期的关系

本文所介绍的偏心率研究中, 几乎所有的天体系统(除了短周期的小质量太阳系外行星)的轨道偏心率都与轨道周期呈现正相关, 如图19所示. 图19汇总了主序双星、系外行星以及褐矮星的轨道偏心率-周期分布图, 图中虚线表示(1)式. 从图中我们可以看到, 对于所有这些天体系统, 其轨道偏心率与周期均呈现正相关, 并且基本符合(1)式所给出的包络线. 该结果告诉我们, 大质量端的天体都一定程度上经历了相似的动力学演化过程. 其中, 引力潮汐对天体轨道的圆化作用扮演了非常关键的角色. 而各种天体的偏心率-周期正相关性, 也为引力潮汐作用在不同质量尺度上提供了验证与限制. 也正是由于这样的正相关性在天体的大质量端非

常明显, 短周期小质量行星所表现出来的偏心率-周期反相关性才显得格外突出. 这种正反相关性的差异暗示了天体在大质量端和小质量端可能经历了不同的动力学演化过程.

(3)轨道偏心率分布与质量的关系

总体上, 对于主序双星以及系外行星, 质量更小的恒星以及行星都有着相对更小的平均轨道偏心率, 这反映了恒星以及行星系统在小质量端所经历的动力学演化过程相对温和, 倾向于动力学“冷”. 不过, 对于小质量($< 42.5M_{\rm jup}$)的褐矮星系统、系外巨行星以及小质量系外行星, 其轨道偏心率与质量均呈现一定程度的反相关性. 该反相关性主要由系统内的行星(褐矮星)之间的相互作用所导致: 大质量的行星(褐矮星)受到的作用更弱, 因而所激发的偏心率也就更小. 这就说明了不同质量以及类型天体的动力学演化背后存在着类似的机制.

虽然目前关于轨道偏心率的研究取得了许多重要的成果, 但同时也还存在着一些问题和不足. 对于主序双星系统, 目前许多样本缺乏对质量以及年龄的准确测量, 因而其偏心率-质量分布以及偏心率随时间演化的相关研究还不是很充分; 对于褐矮星以及致密星系统, 由于样本数量有限, 其偏心率研究也受到了一定限制; 而对于系外行星系统, 受到观测完备性以及选择效应的影响, “亚地球” (sub-Earth)、类地行星、“超级地球”以及“亚海王星”等小质量行星的样本数量较少, 因此其偏心率的研究还很不完善. 同时许多行星系统的宿主恒星缺乏精确的恒星参数刻画, 也一定程度上限制了行星偏心率与主星性质关系的研究.

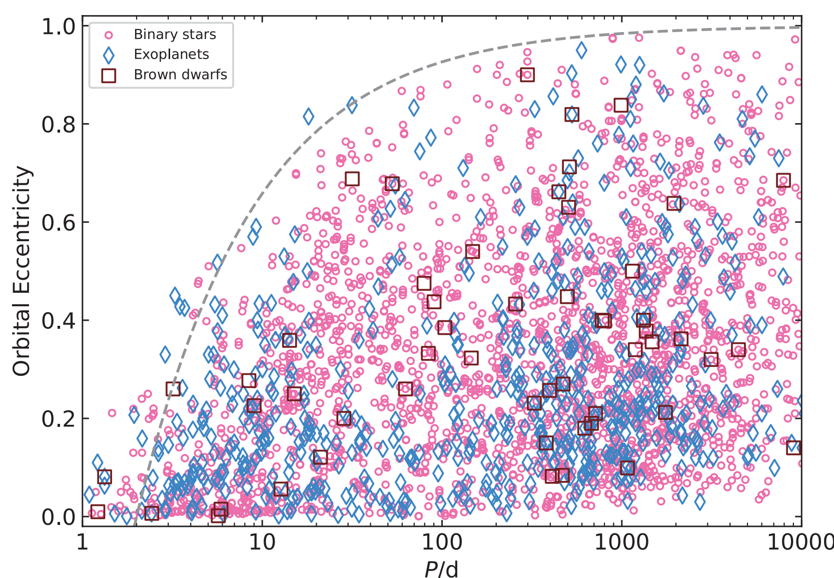


图 19 双星、褐矮星以及系外行星轨道偏心率-周期散点图, 其中双星数据来自于文献[189]; 系外行星数据来自于NASA Exoplanet Archive, 数据采集时间为2022年5月31日; 褐矮星数据来自于文献[57]. 图中虚线表示(1)式.

Fig. 19 The orbital eccentricities v.s. period of binary stars, brown dwarfs and exoplanets, the binary star data are collected from Ref. [189]; exoplanet data are collected from NASA Exoplanet Archive on 2022 May 31; brown dwarf data are collected from Ref. [57]. The dashed line in the figure represents Eq. (1).

展望未来, 伴随着天文观测技术的发展, 许多目前和未来的天文观测设备以及项目都将有助于天体偏心率的相关研究, 以上很多问题可能在不远的将来就能得到解决并迎来新的重大进展.

对于双星系统, NASA的TESS望远镜[109]、ESA未来的PLATO (PLAnetary Transits and Oscillations of stars)望远镜[190]以及我国正在计划的地球2.0 (ET2.0)太空望远镜[191], 可以发现大批的

掩食双星并提供大量的恒星测光数据; 第5代斯隆数字巡天(Sloan Digital Sky Survey V, SDSS-V)[192]、我国的郭守敬(LAMOST)望远镜[193]以及未来的30 m级望远镜(如: TMT[95], ELT[96]和GMT[97]), 可以为分光双星提供海量光谱测量数据; 欧空局(ESA)的Gaia太空望远镜[194]还有下一代天体测量卫星Theia[135]、GaiaNIR[136]以及我国的CHES[137–138]能够为大量的双星系统提供高精度的天体测量数据. 上述所提到的这些设备和项目, 将能够使褐矮星以及主序星的样本数量得到极大的扩充, 同时还能对系统内天体的质量、年龄以及轨道进行更加精准的刻画, 进而完善现有恒星系统轨道偏心率的相关研究. 同时随着2015年引力波第1次被探测到之后[195], 多信使天文时代已然来临. 引力波对于探测致密星系统有着非常大的帮助, 而未来的LISA (Laser Interferometer Space Antenna)[196]以及我国的“天琴”、“太极”[197–198]空间引力波探测设备, 不仅能够扩充中子星系统的样本, 还将能够对双白矮星以及黑洞所在双星系统的轨道进行刻画[199–200], 进而大幅度扩充现有的致密星系统样本, 为理解双星系统的形成与演化提供更多关键的线索.

对于行星系统, 上述所提到的诸如SDSS-V以及LAMOST, 将可以为其宿主恒星的性质提供精准的刻画; TESS望远镜则接替了Kepler望远镜的工作, 继续使用凌星法搜寻系外行星, 不断扩充系外行星样本; JWST[201]望远镜也将同时通过直接成像和凌星的方法对若干行星系统进行研究; 此外, Gaia望远镜将在其第4次数据释放(DR4)中给出众多巨行星系统的天体测量数据, 并提供这些系统的三维轨道刻画[202]. 而对于包括“亚地球”、类地行星、中长周期“超级地球”和“亚海王星”在内的小质量行星样本的完善以及轨道刻画, 则要仰仗下一代的观测设备. 如下一代太空凌星望远镜: PLATO和我国的ET2.0等; 下一代太空天体测量望远镜: Theia、GaiaNIR以及我国的CHES等; 适用于直接成像与超高精度RV法的下一代地面30 m级望远镜: TMT、ELT和GMT等; 结合了下一代自适应光学以及星冕仪的地面以及空间直接成像设备: SCExAO[90–91]、MagAO-X、Roman-CGI[93–94]、HabEx[98]、LUVOIR[99]以及我国的CSST-CPIC[89]等. 上述这些设备和项目, 在扩充系外行星样本的同时还能提供行星系统宿主恒星的参数刻画, 这将进一步完善行星系统轨道偏心率的相关研究, 进而帮助我们更清楚地理解它们的形成与演化过程.

除了恒星系统和行星系统, 天体轨道偏心率的研究还将在未来进一步延伸到尺度更小的卫星系统. 目前关于卫星系统的认识基本仅局限于太阳系, 不过其在轨道偏心率方面已经展现了一些和行星系统的共通性, 如偏心率-相互轨道倾角关系(图18). 近年来, 人们在太阳系外已经发现了数个系外卫星的候选体[203–205], 对太阳系外卫星系统探测的序幕正在逐渐揭开. 可以预见, 在不远的将来天体轨道偏心率的研究将在这个新的领域取得丰硕成果.

参 考 文 献

[1] Heppenheimer T A. Icarus, 1980, 41: 76
[2] Ward W R. Icarus, 1981, 47: 234
[3] Lecar M, Franklin F. Icarus, 1997, 129: 134
[4] Kominami J, Ida S. Icarus, 2004, 167: 231
[5] Tsiganis K, Gomes R, Morbidelli A, et al. Nature, 2005, 435: 459
[6] Morbidelli A, Tsiganis K, Crida A, et al. AJ, 2007, 134: 1790
[7] Raymond S N, O’Brien D P, Morbidelli A, et al. Icarus, 2009, 203: 644
[8] Morbidelli A. Dynamical Evolution of Planetary Systems//Oswalt T D, French L M, Kalas P. Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 3: Solar and Stellar Planetary Systems. Dordrecht: Springer, 2013: 63
[9] Walsh K J, Morbidelli A, Raymond S N, et al. Nature, 2011, 475: 206
[10] Asphaug E, Reufer A. NatGe, 2014, 7: 564
[11] Clement M S, Chambers J E, Jackson A P. AJ, 2021, 161: 240
[12] Laskar J. A&A, 1994, 287: L9
[13] Laskar J. A&A, 1997, 317: L75
[14] Lithwick Y, Wu Y. ApJ, 2011, 739: 31
[15] Roig F, Nesvorný D, DeSouza S R. ApJ, 2016, 820: L30
[16] Laskar J, Gastineau M. Nature, 2009, 459: 817
[17] Soulie E. ASPC, 1997, 130: 291
[18] Mayor M, Queloz D. Nature, 1995, 378: 355
[19] Aitken R G. The Binary Stars. New York: Dover Publication, 1964: 273
[20] Heintz W D. Double Stars. Dordrecht: Springer, 1978
[21] Alzner A, Argyle R W. The Orbital Elements of a Visual Binary Star. New York: Springer, 2012: 71

[22] Wilson R E. ApJ, 1979, 234: 1054
[23] Khaliullina A I, Khaliullin K F. SvA, 1984, 28: 228
[24] Gossman D. S&T, 1989, 78: 410
[25] Hadrava P. CoSka, 1990, 20: 23
[26] Asada H, Akasaka T, Kasai M. PASJ, 2004, 56: L35
[27] Blandford R, Teukolsky S A. ApJ, 1976, 205: 580
[28] Blandford R, Narayan R, Romani R W. JApA, 1984, 5: 369
[29] Phinney E S. RSPTA, 1992, 341: 39
[30] Aitken R G. MNRAS, 1932, 92: 596
[31] Heintz W D. JRASC, 1969, 63: 275
[32] Batten A H, Fletcher J M, MacCarthy D G. PDAO, 1989, 17: 1
[33] Halbwachs J L, Mayor M, Udry S, et al. A&A, 2003, 397: 159
[34] Konopacky Q M, Ghez A M, Barman T S, et al. ApJ, 2010, 711: 1087
[35] Raghavan D, McAlister H A, Henry T J, et al. ApJS, 2010, 190: 1
[36] Dupuy T J, Liu M C. ApJ, 2011, 733: 122
[37] De Rosa R J, Patience J, Vigan A, et al. MNRAS, 2012, 422: 2765
[38] Kiminki D C, Kobulnicky H A. ApJ, 2012, 751: 4
[39] Duchêne G, Kraus A. ARA&A, 2013, 51: 269
[40] Tokovinin A, Kiyaeva O. MNRAS, 2016, 456: 2070
[41] Ambartsumian V A. AZh, 1937, 14: 207
[42] Heggie D C. MNRAS, 1975, 173: 729
[43] Kroupa P. MNRAS, 1995, 277: 1491
[44] Kroupa P. Initial Conditions for Star Clusters//Aarseth S J, Tout C A, Mardling R A. The Cambridge N-Body Lectures. Dordrecht: Springer, 2008: 181
[45] Moe M, Di Stefano R. ApJS, 2017, 230: 15
[46] Finsen W S. MNRAS, 1936, 96: 862
[47] Zahn J P. Stellar Tides. Berlin: Springer, 2013: 301
[48] Ogilvie G I. ARA&A, 2014, 52: 171
[49] Meibom S, Mathieu R D. ApJ, 2005, 620: 970
[50] Zahn J P. A&A, 1975, 41: 329
[51] Zahn J P. A&A, 1977, 57: 383
[52] Hut P. A&A, 1981, 99: 126
[53] Padoan P, Nordlund Å. ApJ, 2004, 617: 559
[54] Hennebelle P, Chabrier G. ApJ, 2008, 684: 395
[55] Alibert Y, Mordasini C, Benz W, et al. A&A, 2005, 434: 343
[56] Mordasini C, Alibert Y, Benz W. A&A, 2009, 501: 1139
[57] Ma B, Ge J. MNRAS, 2014, 439: 2781
[58] Nagpal V, Blunt S, Bowler B P, et al. AJ, 2023, 165: 32
[59] Bowler B P, Blunt S C, Nielsen E L. AJ, 2020, 159: 63
[60] Ford E B, Rasio F A. ApJ, 2008, 686: 621
[61] Lorimer D R. LRR, 2008, 11: 8
[62] Manchester R N, Hobbs G B, Teoh A, et al. AJ, 2005, 129: 1993
[63] Stairs I H, Faulkner A J, Lyne A G, et al. ApJ, 2005, 632: 1060
[64] Hills J G. ApJ, 1983, 267: 322
[65] Tauris T M, Kramer M, Freire P C C, et al. ApJ, 2017, 846: 170
[66] Tauris T M, Langer N, Podsiadlowski P. MNRAS, 2015, 451: 2123
[67] Peters P C, Mathews J. PhRv, 1963, 131: 435
[68] Peters P C. PhRv, 1964, 136: 1224
[69] Andrews J J, Mandel I. ApJ, 2019, 880: L8
[70] Nomoto K. ApJ, 1984, 277: 791
[71] Podsiadlowski P, Langer N, Poelarends A J T, et al. ApJ, 2004, 612: 1044
[72] Suwa Y, Yoshida T, Shibata M, et al. MNRAS, 2015, 454: 3073
[73] Müller B, Heger A, Liptai D, et al. MNRAS, 2016, 460: 742
[74] Sengar R, Balakrishnan V, Stevenson S, et al. MNRAS, 2022, 512: 5782
[75] McLaughlin M A, Lyne A G, Lorimer D R, et al. ApJ, 2004, 616: L131
[76] Faulkner A J, Stairs I H, Kramer M, et al. MNRAS, 2004, 355: 147
[77] Chaurasia H K, Bailes M. ApJ, 2005, 632: 1054
[78] Dewi J D M, Podsiadlowski P, Pols O R. MNRAS, 2005, 363: L71
[79] Wolszczan A, Frail D A. Nature, 1992, 355: 145
[80] Bowler B P. PASP, 2016, 128: 102001
[81] Claudi R. Direct Imaging of Faint Companions. Cham: Springer, 2016: 183
[82] Chauvin G, Lagrange A M, Dumas C, et al. A&A, 2005, 438: L25
[83] Itoh Y, Hayashi M, Tamura M, et al. ApJ, 2005, 620: 984
[84] Neuhäuser R, Guenther E W, Wuchterl G, et al. A&A, 2005, 435: L13
[85] Chauvin G, Lagrange A M, Zuckerman B, et al. A&A, 2005, 438: L29
[86] Chauvin G, Desidera S, Lagrange A M, et al. A&A, 2017, 605: L9
[87] Beichman C A, Krist J, Trauger J T, et al. PASP, 2010, 122: 162
[88] Carter A L, Hinkley S, Bonavita M, et al. MNRAS, 2021, 501: 1999
[89] Zhan H. ChSBu, 2021, 66: 1290
[90] Guyon O, Lozi J, Vievard S, et al. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series: volume 11448, 2020: 114481Z
[91] Currie T, Guyon O, Lozi J, et al. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series: volume 11448, 2020: 114487H

[92] Males J R, Close L M, Guyon O, et al. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series: volume 11448, 2020: 114484L

[93] Kasdin N J, Bailey V P, Mennesson B, et al. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series: volume 11443, 2020: 114431U

[94] Mennesson B, Juanola-Parramon R, Nemati B, et al. 2020, arXiv:2008.05624

[95] Skidmore W, TMT International Science Development Teams, Science Advisory Committee T. RAA, 2015, 15: 1945

[96] Ramsay S K, Casali M M, González J C, et al. Ramsay S K, McLean I S, Takami H. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series: volume 9147, 2014: 91471Z

[97] Johns M, McCarthy P, Raybould K, et al. Stepp L M, Gilmozzi R, Hall H J. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series: volume 8444, 2012: 84441H

[98] Gaudi B S, Seager S, Mennesson B, et al. 2020, arXiv:2001.06683

[99] The LUVOIR Team. 2019, arXiv:1912.06219

[100] Perryman M. The Exoplanet Handbook. 2nd ed. Cambridge: Cambridge University Press, 2018: 17-371

[101] Currie T, Biller B, Lagrange A M, et al. 2022, arXiv:2205.05696

[102] 季江徽, 黄秀敏. 科学通报, 2020, 65: 3071

[103] Mayor M, Marmier M, Lovis C, et al. 2011, arXiv:1109.2497

[104] Nelson A F, Angel J R P. ApJ, 1998, 500: 940

[105] Cumming A. MNRAS, 2004, 354: 1165

[106] Narayan R, Cumming A, Lin D N C. ApJ, 2005, 620: 1002

[107] Borucki W J, Koch D G, Basri G, et al. ApJ, 2011, 728: 117

[108] Howell S B, Sobeck C, Haas M, et al. PASP, 2014, 126: 398

[109] Ricker G R, Winn J N, Vanderspek R, et al. JATIS, 2015, 1: 014003

[110] Pollacco D L, Skillen I, Collier Cameron A, et al. PASP, 2006, 118: 1407

[111] Collier Cameron A, Pollacco D, Hellier C, et al. IAUS, 2009, 253: 29

[112] Wheatley P J. The WASP and NGTS Ground-based Transit Surveys. European Planetary Science Congress, Nantes, 27 September - 2 October, 2015

[113] Bakos G Á. The HATNet and HATSouth Exoplanet Surveys//Deeg H J, Belmonte J A. Handbook of Exoplanets. Cham: Springer, 2018: 111

[114] Kipping D M. MNRAS, 2008, 389: 1383

[115] Dawson R I, Johnson J A. ApJ, 2012, 756: 122

[116] Van Eylen V, Lund M N, Silva Aguirre V, et al. European Physical Journal Web of Conferences: volume 101, 2015: 02005

[117] Zhu W, Dong S. ARA&A, 2021, 59: 291

[118] Moorhead A V, Ford E B, Morehead R C, et al. ApJS, 2011, 197: 1

[119] Kane S R, Ciardi D R, Gelino D M, et al. MNRAS, 2012, 425: 757

[120] Plavchan P, Bilinski C, Currie T. PASP, 2014, 126: 34

[121] Agol E, Steffen J, Sari R, et al. MNRAS, 2005, 359: 567

[122] Holman M J, Murray N W. Science, 2005, 307: 1288

[123] Carter J A, Agol E, Chaplin W J, et al. Science, 2012, 337: 556

[124] Nesvorný D, Kipping D M, Buchhave L A, et al. Science, 2012, 336: 1133

[125] Nesvorný D, Kipping D, Terrell D, et al. ApJ, 2013, 777: 3

[126] Lindegren L, Hernández J, Bombrun A, et al. A&A, 2018, 616: A2

[127] Lindegren L, Klioner S A, Hernández J, et al. A&A, 2021, 649: A2

[128] Holl B, Sozzetti A, Sahlmann J, et al. 2022, arXiv:2206.05439

[129] Sozzetti A. PASP, 2005, 117: 1021

[130] Lazorenko P F. A&A, 2006, 449: 1271

[131] Neuhäuser R, Mugrauer M, Fukagawa M, et al. A&A, 2007, 462: 777

[132] Lazorenko P F, Mayor M, Dominik M, et al. A&A, 2007, 471: 1057

[133] Röll T, Seifahrt A, Neuhäuser R. IAUS, 2008, 248: 48

[134] Cameron P B, Britton M C, Kulkarni S R. AJ, 2009, 137: 83

[135] The Theia Collaboration, Boehm C, Krone-Martins A, et al. 2017, arXiv:1707.01348

[136] Hobbs D, Høg E, Mora A, et al. 2016, arXiv:1609.07325

[137] Ji J, Wang S, Li H, et al. Inno, 2022, 3: 100270

[138] Ji J, Li H, Zhang J, et al. RAA, 2022, 22: 072003

[139] Murphy S J. 2018, arXiv:1811.12659

[140] Mullally F, Winget D E, Degennaro S, et al. ApJ, 2008, 676: 573

[141] Kilkenny D. CoAst, 2007, 150: 234

[142] Heber U. ARA&A, 2009, 47: 211

[143] Østensen R H. CoAst, 2009, 159: 75

[144] Bear E, Soker N. AIPC, 2011, 1331: 147

[145] Bear E, Soker N. MNRAS, 2011, 414: 1788

[146] Bear E, Soker N. MNRAS, 2011, 411: 1792

[147] Udry S, Santos N C. ARA&A, 2007, 45: 397

[148] Winn J N, Fabrycky D C. ARA&A, 2015, 53: 409

[149] Rasio F A, Ford E B. Science, 1996, 274: 954

[150] Weidenschilling S J, Marzari F. Nature, 1996, 384: 619

[151] Lin D N C, Ida S. ApJ, 1997, 477: 781

[152] Innanen K A, Zheng J Q, Mikkola S, et al. AJ, 1997, 113: 1915

[153] Murray N, Hansen B, Holman M, et al. Science, 1998, 279: 69

[154] Levison H F, Lissauer J J, Duncan M J. AJ, 1998, 116: 1998

[155] Chiang E I, Murray N. ApJ, 2002, 576: 473

[156] Adams F C. Knežević Z, Milani A. IAU Colloq. 197: Dynamics of Populations of Planetary Systems. 2005: 19

[157] Chatterjee S, Ford E B, Matsumura S, et al. ApJ, 2008, 686: 580

[158] Goldreich P, Sari R. ApJ, 2003, 585: 1024

[159] Raymond S N, Armitage P J, Gorelick N. ApJ, 2010, 711: 772

[160] Shara M M, Hurley J R, Mardling R A. ApJ, 2016, 816: 59

[161] Rodet L, Su Y, Lai D. ApJ, 2021, 913: 104

[162] Howard A W, Marcy G W, Bryson S T, et al. ApJS, 2012, 201: 15

[163] Petigura E A, Howard A W, Marcy G W. PNAS, 2013, 110: 19273

[164] Marcy G W, Weiss L M, Petigura E A, et al. PNAS, 2014, 111: 12655

[165] Mulders G D, Pascucci I, Apai D. ApJ, 2015, 798: 112

[166] Zhu W, Petrovich C, Wu Y, et al. ApJ, 2018, 860: 101

[167] Yang J Y, Xie J W, Zhou J L. AJ, 2020, 159: 164

[168] Limbach M A, Turner E L. PNAS, 2015, 112 : 20

[169] Zinzi A, Turrini D. A&A, 2017, 605: L4

[170] Van Eylen V, Albrecht S. ApJ, 2015, 808: 126

[171] Van Eylen V, Albrecht S, Huang X, et al. AJ, 2019, 157: 61

[172] Xie J W, Dong S, Zhu Z, et al. PNAS, 2016, 113: 11431

[173] Mills S M, Howard A W, Petigura E A, et al. AJ, 2019, 157: 198

[174] Wright J T, Upadhyay S, Marcy G W, et al. ApJ, 2009, 693: 1084

[175] Bach-Møller N, Jørgensen U G. MNRAS, 2021, 500: 1313

[176] Chen D C, Yang J Y, Xie J W, et al. AJ, 2021, 162: 100

[177] Huang C X, Petrovich C, Deibert E. AJ, 2017, 153: 210

[178] Mustill A J, Davies M B, Johansen A. MNRAS, 2017, 468: 3000

[179] Moriarty J, Ballard S. ApJ, 2016, 832: 34

[180] Correia A C M, Bourrier V, Delisle J B. A&A, 2020, 635: A37

[181] Shin K T, Xie J W, Zhou J L. submitted, 2023

[182] Latham D W, Rowe J F, Quinn S N, et al. ApJ, 2011, 732: L24

[183] Laskar J. PhRvL, 2000, 84: 3240

[184] Dawson R I, Murray-Clay R A. ApJ, 2013, 767: L24

[185] Buchhave L A, Bitsch B, Johansen A, et al. ApJ, 2018, 856: 37

[186] An D S, Xie J W, Dai Y Z, et al. AJ, 2023, 165: 125

[187] Ida S. Icarus, 1990, 88: 129

[188] Kokubo E. Knežević Z, Milani A. IAU Colloq. 197: Dynamics of Populations of Planetary Systems. 2005: 41

[189] Pourbaix D, Tokovinin A A, Batten A H, et al. A&A, 2004, 424: 727

[190] Rauer H, Catala C, Aerts C, et al. ExA, 2014, 38: 249

[191] Ge J, Zhang H, Zang W, et al. 2022, arXiv:2206.06693

[192] Kollmeier J, Anderson S F, Blanc G A, et al. BAAS, 2019, 51: 274

[193] Cui X Q, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. RAA, 2012, 12: 1197

[194] Gaia Collaboration, Prusti T, de Bruijne J H J, et al. A&A, 2016, 595: A1

[195] Abbott B P, Abbott R, Abbott T D, et al. PhRvL, 2016, 116: 061102

[196] Amaro-Seoane P, Audley H, Babak S, et al. 2017, arXiv:1702.00786

[197] Luo J, Chen L S, Duan H Z, et al. Classical and Quantum Gravity, 2016, 33: 035010

[198] Gong Y, Luo J, Wang B. NatAs, 2021, 5: 881

[199] Lower M E, Thrane E, Lasky P D, et al. PhRvD, 2018, 98: 083028

[200] Korol V, Koop O, Rossi E M. ApJ, 2018, 866: L20

[201] Gardner J P, Mather J C, Clampin M, et al. SSRv, 2006, 123: 485

[202] Gaia Collaboration, Brown A G A, Vallenari A, et al. A&A, 2021, 649: A1

[203] Teachey A, Kipping D M. SciA, 2018, 4: eaav1784

[204] Fox C, Wiegert P. MNRAS, 2021, 501: 2378

[205] Kipping D, Bryson S, Burke C, et al. NatAs, 2022, 6: 367

Orbital Eccentricity of Celestial Motion—from Stars to Planets

SHIN Ke-ting[1,2] AN Dong-sheng[1,2] XIE Ji-wei[1,2] ZHOU Ji-lin[1,2]

(1 School of Astronomy and Space Science, Nanjing University, Nanjing 210023)
(2 Key Laboratory of Modern Astronomy and Astrophysics, Ministry of Education, Nanjing 210023)

Abstract The orbital eccentricity is one of the key parameters to describe the orbit of celestial bodies, which can provide important clues to reveal their dynamical evolution, and thus help to understand their formation and evolution processes along with the physical mechanisms behind them. The continuous improvement of observational technologies enables us to explore the orbit of celestial bodies beyond the Solar System, i.e., from stellar systems to planetary systems. Focusing on the orbital eccentricity of celestial bodies, this paper reviews the progress in stellar systems (including the main sequence stars, brown dwarfs, and compact stars) and planetary systems (including gas-giants, low-mass exoplanets such as "super-Earth" and "sub-Neptune"), and summarizes several similarities and issues among the investigations of orbital eccentricity under different scales. Finally, based on the ongoing and future astronomical facilities and missions, we discuss the future prospect on eccentricity studies of stellar systems, extrasolar planetary systems and even extrasolar satellite systems.

Key words planets and satellites: formation, planets and satellites: detection, binary star systems, planetary systems, orbital eccentricity